



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA E INOVAÇÃO
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

sid.inpe.br/mtc-m21b/2017/02.17.13.22-TDI

CARBONO E NITROGÊNIO EM ANÃS DE TIPO SOLAR COM E SEM PLANETAS

Rafael Bueno Botelho

Dissertação de Mestrado do Curso
de Pós-Graduação em Astrofísica,
orientada pelo Dr. André de Castro
Milone, aprovada em 02 de março
de 2017.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34P/3NCMP98>>

INPE
São José dos Campos
2017

PUBLICADO POR:

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE

Gabinete do Diretor (GB)

Serviço de Informação e Documentação (SID)

Caixa Postal 515 - CEP 12.245-970

São José dos Campos - SP - Brasil

Tel.:(012) 3208-6923/6921

Fax: (012) 3208-6919

E-mail: pubtc@inpe.br

COMISSÃO DO CONSELHO DE EDITORAÇÃO E PRESERVAÇÃO DA PRODUÇÃO INTELECTUAL DO INPE (DE/DIR-544):

Presidente:

Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação (CPG)

Membros:

Dr. Plínio Carlos Alvalá - Centro de Ciência do Sistema Terrestre (CST)

Dr. André de Castro Milone - Coordenação de Ciências Espaciais e Atmosféricas (CEA)

Dra. Carina de Barros Melo - Coordenação de Laboratórios Associados (CTE)

Dr. Evandro Marconi Rocco - Coordenação de Engenharia e Tecnologia Espacial (ETE)

Dr. Hermann Johann Heinrich Kux - Coordenação de Observação da Terra (OBT)

Dr. Marley Cavalcante de Lima Moscati - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos (CPT)

Silvia Castro Marcelino - Serviço de Informação e Documentação (SID)

BIBLIOTECA DIGITAL:

Dr. Gerald Jean Francis Banon

Clayton Martins Pereira - Serviço de Informação e Documentação (SID)

REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:

Simone Angélica Del Ducca Barbedo - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Yolanda Ribeiro da Silva Souza - Serviço de Informação e Documentação (SID)

EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:

Marcelo de Castro Pazos - Serviço de Informação e Documentação (SID)

André Luis Dias Fernandes - Serviço de Informação e Documentação (SID)



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA E INOVAÇÃO
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

sid.inpe.br/mtc-m21b/2017/02.17.13.22-TDI

CARBONO E NITROGÊNIO EM ANÃS DE TIPO SOLAR COM E SEM PLANETAS

Rafael Bueno Botelho

Dissertação de Mestrado do Curso
de Pós-Graduação em Astrofísica,
orientada pelo Dr. André de Castro
Milone, aprovada em 02 de março
de 2017.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34P/3NCMP98>>

INPE
São José dos Campos
2017

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

Botelho, Rafael Bueno.

B657c Carbono e nitrogênio em anãs de tipo solar com e sem planetas / Rafael Bueno Botelho. – São José dos Campos : INPE, 2017.

xxiv + 98 p. ; (sid.inpe.br/mtc-m21b/2017/02.17.13.22-TDI)

Dissertação (Mestrado em Astrofísica) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2017.

Orientador : Dr. André de Castro Milone.

1. Estrela do tipo solar. 2. Abundância. 3. Espectroscopia óptica. 4. Síntese espectral estelar. 5. Exoplanetas. I.Título.

CDU 524.31



Esta obra foi licenciada sob uma Licença [Creative Commons Atribuição-NãoComercial 3.0 Não Adaptada](https://creativecommons.org/licenses/by-nc/3.0/).

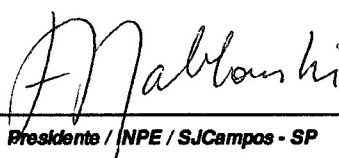
This work is licensed under a [Creative Commons Attribution-NonCommercial 3.0 Unported License](https://creativecommons.org/licenses/by-nc/3.0/).

Aluno (a): **Rafael Bueno Botelho**

Título: "CARBONO E NITROGÊNIO EM ANÃS DE TIPO SOLAR COM E SEM PLANETAS"

Aprovado (a) pela Banca Examinadora
em cumprimento ao requisito exigido para
obtenção do Título de **Mestre** em
Astrofísica

Dr. Francisco José Jablonski



Presidente / INPE / SJCampos - SP

Dr. André de Castro Milone



Orientador(a) / INPE / São José dos Campos - SP

Dr. João Braga



Membro da Banca / INPE / São José dos Campos - SP

Dra. Sílvia Cristina Fernandes Rossi



Convidado(a) / IAG/USP / São Paulo - SP

Este trabalho foi aprovado por:

() maioria simples

unanimidade

São José dos Campos, 02 de março de 2017

“Ninguém vai bater tão forte como a vida, mas não se trata de bater forte. Se trata de quanto você aguenta apanhar e seguir em frente, o quanto você é capaz de aguentar e continuar tentando. É assim que se consegue vencer.”

ROCKY BALBOA
em “Rocky 6”, 2006

*A meus pais **Raimundo e Helenice***

AGRADECIMENTOS

Primeiramente gostaria de agradecer às duas pessoas mais importante para mim, sem as quais eu não conseguiria concluir meu curso de graduação e tão pouco de pós-graduação, meus pais Raimundo Botelho e Helenice Freire Bueno Botelho, agradeço pelo apoio emocional, intelectual, financeiro, motivacional e por todo o carinho.

Ao meu orientador André Milone, que teve toda a paciência para me ensinar e motivar em cada etapa do meu projeto, sempre explicando cuidadosamente cada parte do trabalho.

Agradecimento especial ao meus companheiros de turma, Dudu e Lia, por todas as conversas e companhias, sejam nas aulas, ou fora do INPE.

Agradeço aos demais alunos de mestrado e doutorado, todos vocês foram de grande importância para o desenvolvimento e conclusão do meu trabalho, ajudaram-me no campo de trabalho e em me tornar a pessoa que sou hoje.

Uma agradecimento especial ao Marcos Faria pela grande ajuda em desenvolver o código *Python*, que foi de fundamental importância para a conclusão do trabalho dentro do cronograma.

A minha namorada Fernanda, por me ouvir estressado as vezes e me ajudar nessas horas, além do apoio e carinho que me ajudaram a finalizar minha dissertação.

Agradeço aos demais professores do curso de astrofísica, pelas aulas e motivações, sempre estando dispostos a me ajudarem no que fosse preciso. Aos demais funcionários do INPE que tornaram possível a conclusão desta dissertação.

Agradeço à CAPES pelo apoio financeiro.

RESUMO

Neste trabalho apresentamos os resultados da análise de espectros estelares no intuito de derivarmos a abundância fotosférica do carbono (C) e nitrogênio (N) para estrelas anãs do tipo solar, com e sem planetas já detectados. Existem trabalhos que mostram que C e N (dois elementos voláteis) são mais abundantes em estrelas com planetas, bem como há trabalhos que afirmam que estrelas com planetas são deficientes em elementos refratários com relação aos voláteis. C e N são elementos voláteis, cuja abundâncias devem ser comparadas com as abundâncias de elementos refratários a fim de verificar a contribuição da formação planetária na composição da estrela hospedeira. Analisando transições moleculares na faixa de 3300 Å a 5300 Å derivamos a abundância do C e N para duas amostras de estrelas distintas: (i) parte da amostra de Y. Takeda (espectros coletados no Observatório Okayama, com resolução $R=70.000$ e razão sinal-ruído $S/N > 320$) e (ii) 4 pares de estrelas similares de M. Carlos (espectros coletados no telescópio Magellan, Las Campanas Observatory, $R=65.000$ e $S/N > 300$). Os espectros da amostra de Y. Takeda precisaram ter o fluxo normalizado, estando já reduzidos. Os espectros da amostra de M. Carlos já se encontravam com fluxo normalizado. Empregando o código de síntese espectral MOOG, que resolve o transporte radiativo numa fotosfera estelar sob a hipótese de equilíbrio termodinâmico local, definimos um conjunto de linhas moleculares como bons indicadores das abundância do C e N, tendo medido tais abundâncias elementais com erros bastante aceitáveis para o propósito deste estudo. As linhas espectrais são dos sistemas eletrônicos A-X do CH, D-A do C_2 , B-X do CN e A-X do NH (este último apenas empregado para análise espectroscópica da amostra de M. Carlos). Encontramos numa das estrelas de um par de estrelas similares da amostra de M. Carlos, a princípio ambas sem planetas, que mostra deficiência de elementos refratários com relação aos voláteis, sugerindo que ela deva possuir planeta(s), terrestre ou gasoso e a outra não. Notamos também que estrelas análogas solares do disco fino com planetas gasosos são ligeiramente mais abundantes em C e N como ocorre para o Fe.

Palavras-chave: Estrela do tipo solar. Abundância. Espectroscopia óptica. Síntese espectral estelar. Exoplanetas.

CARBON AND NITROGEN IN SOLAR TYPE DWARFS WITH AND WITHOUT PLANETS

ABSTRACT

In this work we present the results of stellar spectral analysis in order to derive the photospheric abundance of carbon (C) and nitrogen (N) for solar type dwarf stars, with and without already detected planets. There are works that show that C and N (two volatile elements) are more abundant in stars with planets, as well as works which affirm that stars with planets are deficient in refractory elements with respect to volatiles. C and N are volatile elements whose abundances must be compared with the abundances of refractory elements in order to verify the contribution of the planetary formation in the composition of the host star. Analyzing molecular transitions in the range of 3300 Å to 5300 Å we derive abundance of C and N for two distinct star samples: (i) part of the Y. Takeda sample (Spectra collected at the Okayama Observatory, with a resolution of $R = 70,000$ and signal-to-noise ratio $S/N > 320$) and (ii) 4 pairs of similar stars of M. Carlos (spectra collected in the Magellan telescope, Las Campanas Observatory, $R = 65,000$ and $S/N > 300$). The spectra of the Y. Takeda sample had to have the normalized flux already reduced. The spectra of the sample of M. Carlos were already with normalized flux. Using the MOOG spectral synthesis code, which solves the radiative transport in a stellar photosphere under the hypothesis of local thermodynamic equilibrium, we defined a set of molecular lines as good indicators of the abundance of C and N, having measured such elemental abundances with errors quite acceptable for the purpose of this study. The spectral lines are from the electron systems of CH A-X, C_2 D-A, CN B-X and NH A-X (the latter only used for spectroscopic analysis of the M. Carlos sample). We found in one of the stars of a pair of similar stars of the sample of M. Carlos, at first both without planets, that shows deficiency of refractory elements with respect to the volatile ones, suggesting that it must own planet(s), terrestrial or gaseous and the other do not. We also note that thin disk solar-analog stars with gaseous planets are slightly more abundant in C and N as is the case for Fe.

Keywords: Solar type star. Abundance. Optical spectroscopy. Spectral stellar synthesis. Exoplanets.

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>	
1.1	Medidas de abundâncias do C, N e O na fotosfera solar por diversos trabalhos desde 1978. Dados obtidos dos trabalhos de Lambert (1978), Grevesse e Sauval (1998), Holweger (2001), Asplund et al. (2005), Grevesse et al. (2007), Asplund et al. (2009), Grevesse et al. (2010), Caffau et al. (2008), Caffau et al. (2009), Caffau et al. (2010).	2
1.2	Comparação das abundâncias $[X/H]$ para 120 anãs FGK da vizinhança solar com e sem planetas gasosos detectados, em azul e vermelho, respectivamente. O painel superior mostra as distribuições para todas as anãs da amostra, enquanto o painel inferior restringe a comparação com as estrelas com $-0,25 \leq [Fe/H] < +0,35$. Os pontos de dados originais são mostrados ao lado de cada caixa correspondente para permitir a visualização da dispersão intrínseca (SILVA et al., 2015). Remoção de dados baseada em 2 desvios padrão da média foi aplicada a todas distribuições de $[X/H]$ a fim de eliminar dados discrepantes. Os retângulos e barras de erros verticais representam percentis das distribuições (retângulos para os interquartis e barras para 100%). O traço interno a cada retângulo mostra a mediana de cada distribuição.	4
1.3	Distribuição da abundância $[N/Fe]$ para as 74 estrelas do trabalho de Suárez-Andrés et al. (2016). Em vermelho estrelas que não hospedam planetas e em verde estrelas hospedeiras de planetas.	5
2.1	Propagação da radiação eletromagnética monocromática ao longo de uma direção qualquer em um meio de profundidade óptica τ_λ	8
2.2	Geometria em coordenadas esféricas para o transporte radiativo numa fotosfera. O ângulo azimutal no plano xy não está representado. O eixo z mostra a linha de visada do observador.	9
4.1	Diferentes possíveis contribuições espectrais (CH A-X, linhas atômicas, C_2 Swan, CH B-X e CN B-X) para a região da absorção do CH A-X em 4292,80 Å. A linha branca representa o espectro do Solar) e a linha vermelha o espectro sintético correspondente calculado com o código ETL MOOG para o Sol.	18
4.2	Exemplo de arquivo texto lido pelo MOOG para realização da síntese espectral.	22

4.3	Calibração ao Sol da linha CH A-X 4192,58 Å. (a) no painel superior, espectros sintéticos (linhas coloridas) e espectro observado (pontos em lilás) em λ de repouso e fluxo normalizado tendo o intervalo espectral da linha analisada delimitado por áreas em cinza, e no painel inferior, diferenças em fluxo entre o espectro observado (O) e cada espectro sintético (C). (b) Representa duas regiões espectrais estreitas para o ajuste automático do contínuo local em escala de fluxo (ou pseudocontínuo em alguns casos), sendo preferencialmente um à esquerda da linha molecular e outro à direita. (c) gráfico RMS vs. $[X/Fe]$ mostrando um ajuste polinomial aos 6 pontos que representam as 6 comparações de síntese espectral observado-sintético calculadas dentro da janela da linha; parâmetros fotosféricos são também listados bem como o RMS mínimo e a abundância medida simultaneamente nas escalas $[X/Fe]$ e $[X/H]$ (neste caso $X=C$).	24
4.4	Calibração ao Sol da linha CH A-X 4212,65 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	25
4.5	Calibração ao Sol da linha CH A-X 4213,87 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	26
4.6	Calibração ao Sol da linha CH A-X 4217,24 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	27
4.7	Calibração ao Sol da linha CH A-X 4218,74 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	28
4.8	Calibração ao Sol da linha CH A-X 4263,61 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	29
4.9	Calibração ao Sol da linha CH A-X 4263,97 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	30
4.10	Calibração ao Sol da linha CH A-X 4292,80 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	31
4.11	Calibração ao Sol da linha CN B-X 3841,72 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	32
4.12	Calibração ao Sol da linha CN B-X 3851,26 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	33
4.13	Calibração ao Sol da linha CN B-X 3880,35 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	34
4.14	Calibração ao Sol da linha CN B-X 3880,70 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	35
4.15	Calibração ao Sol da linha CN B-X 3881,01 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	36

4.16	Calibração ao Sol da linha CN B-X 3881,60 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	37
4.17	Calibração ao Sol da linha CN B-X 4195,92 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	38
4.18	Calibração ao Sol da linha NH A-X 3360,00 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	39
4.19	Calibração ao Sol da linha C ₂ D-X 5165,00 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	40
4.20	Calibração ao Sol da linha C ₂ D-X 5635,00 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.	41
4.21	Linhas do Fe I, 5855,08Å e 5856,09Å, usadas para a determinação do alargamento dado pela velocidade de rotação projetada na linha de visada (cujos <i>gf</i> são calibrados para o Sol).	44
5.1	Síntese da linha λ4212 Å do Sistema CH A-X com três diferentes espectros sintéticos para determinação do erro via síntese espectral.	49
5.2	Síntese da linha λ3841 Å do Sistema CN B-X com três diferentes espectros sintéticos para determinação do erro via síntese espectral.	51
5.3	Síntese da linha λ5165 Å do Sistema C ₂ D-A com três diferentes espectros sintéticos para determinação do erro via síntese espectral.	52
5.4	Síntese da linha λ3360 Å do Sistema NH A-X com três diferentes espectros sintéticos para determinação do erro via síntese espectral.	53
6.1	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para o par de estrelas HD021019 e HD037124, tal que $\Delta[X/H] = [X/H]_{HD021019} - [X/H]_{HD037124}$. Das duas apenas HD037124 tem planeta detectado.	59
6.2	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para o par de estrelas HD181720 e HD040865. Das duas estrelas, apenas HD181720 tem planeta detectados.	60
6.3	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para o par de estrelas HD059984 e HD126793. As duas estrelas não tem planetas detectados.	61
6.4	Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para o par de estrelas HD078747 e HD126793. Nenhuma das duas estrelas tem planetas detectados.	63
6.5	Síntese espectral da linha CH A-X λ4217, 24 Å para a estrela HD018803. Legenda análoga da figura 4.3.	64

6.6	Síntese espectral da linha CN B-X $\lambda 4195,92 \text{ \AA}$ para a estrela HD018803. Legenda análoga da figura 4.3.	64
6.7	Síntese espectral da linha C ₂ D-A $\lambda 5165 \text{ \AA}$ para a estrela HD018803. Legenda análoga da figura 4.3.	65
6.8	Síntese espectral da linha CH A-X $\lambda 4217,24 \text{ \AA}$ para a estrela HD069830. Legenda análoga da figura 4.3.	65
6.9	Síntese espectral da linha CN B-X $\lambda 4195,92 \text{ \AA}$ para a estrela HD069830. Legenda análoga da figura 4.3.	66
6.10	Síntese espectral da linha C ₂ D-A $\lambda 5165 \text{ \AA}$ para a estrela HD069830. Legenda análoga da figura 4.3.	66
6.11	Síntese espectral da linha CH A-X $\lambda 4217,24 \text{ \AA}$ para a estrela HD075732. Legenda análoga da figura 4.3.	67
6.12	Síntese espectral da linha CN B-X $\lambda 4195,92 \text{ \AA}$ para a estrela HD075732. Legenda análoga da figura 4.3.	67
6.13	Síntese espectral da linha C ₂ D-A $\lambda 5165 \text{ \AA}$ para a estrela HD075732. Legenda análoga da figura 4.3.	69
6.14	Estrelas de tipo solar da amostra de Takeda et al. (2005). Distribuição de abundâncias elementares para estrelas com e sem planetas conhecidos (frequência percentual versus [X/H]): (a) carbono, (b) nitrogênio e (c) ferro. As larguras dos “bins” de todos histogramas são iguais ao dobro do erro típico ou médio da abundância elemental ($erro_{[C/H]}=0,06 \text{ dex}$, $erro_{[N/H]}=0,13 \text{ dex}$, $erro_{[Fe/H]}=0,05 \text{ dex}$).	71
6.15	Estrelas análogas solares da amostra de Takeda et al. (2005). Distribuição de abundâncias elementais para estrelas com e sem planetas conhecidos (frequência percentual versus [X/H]): (a) carbono, (b) nitrogênio e (c) ferro. As larguras dos “bins” de todos histogramas são iguais ao dobro do erro típico ou médio da abundância elemental ($erro_{[C/H]}=0,06 \text{ dex}$, $erro_{[N/H]}=0,13 \text{ dex}$, $erro_{[Fe/H]}=0,05 \text{ dex}$).	72
6.16	[C/Fe] versus [Fe/H] para a amostra de estrelas da amostra de Takeda et al. (2005).	73
6.17	[N/Fe] versus [Fe/H] para a amostra de estrelas da amostra de Takeda et al. (2005).	73

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
3.1 Parâmetros atmosféricos fundamentais das estrelas da amostra de Takeda (TAKEDA, 2007), com erros típicos em T_{ef} de ± 100 K, $\log g$ de $\pm 0,1$ dex e $[Fe/H]$ de $\pm 0,05$ dex. Todos os exoplanetas detectados são planetas gasosos*	15
3.2 Quatro pares de estrelas similares da amostra de Carlos (2015) e seus parâmetros fotosféricos fundamentais. Todos os exoplanetas detectados são planetas gasosos*	16
4.1 Melhores linhas isoladas do Sistema CH A-X com seus pontos de contínuo e intervalos em comprimento de onda para se medir a abundância via síntese espectral.	19
4.2 Melhores linhas isoladas do CN B-X com os seus pontos de contínuo e intervalos em comprimento de onda para se medir a abundância via síntese espectral.	19
4.3 Tabela com os valores de v_{macro} e $v(i)$ para as estrela da amostra Takeda.	45
5.1 Abundâncias resultantes do carbono devido a alterações nos parâmetros fotosféricos para o sistema CH A-X dado pela linha $\lambda 4212 \text{ \AA}$	48
5.2 Abundâncias resultantes do nitrogênio devido a alterações nos parâmetros fotosféricos para o sistema CN B-X dado pela linha $\lambda 3841 \text{ \AA}$	50
5.3 Abundâncias resultantes do carbono devido a alterações nos parâmetros fotosféricos para o sistema C_2 D-A dado pela linha $\lambda 5165 \text{ \AA}$	50
5.4 Abundâncias resultantes do nitrogênio devido a alterações nos parâmetros fotosféricos para o sistema NH A-X dado pela linha $\lambda 3360 \text{ \AA}$	50
5.5 Abundâncias resultantes do carbono devido a alterações nos parâmetros fotosféricos para o sistema CH A-X dado pela linha $\lambda 4217 \text{ \AA}$	54
5.6 Abundâncias resultantes do nitrogênio devido a alterações nos parâmetros fotosféricos para o sistema CN B-X dado pela linha $\lambda 4195 \text{ \AA}$	54
5.7 Abundâncias resultantes do carbono devido a alterações nos parâmetros fotosféricos para o sistemas C_2 D-A dado pela linha $\lambda 5165 \text{ \AA}$	54
6.1 Tabela com as abundâncias do carbono e nitrogênio medidas via síntese espectral para a estrela HD021019.	56
6.2 Tabela com as abundâncias do carbono e nitrogênio medidas via síntese espectral para a estrela HD037124.	56

6.3	Tabela com as abundâncias do carbono e nitrogênio medidas via síntese espectral para a estrela HD040865.	56
6.4	Tabela com as abundâncias do carbono e nitrogênio medidas via síntese espectral para a estrela HD059984.	57
6.5	Tabela com as abundâncias do carbono e nitrogênio medidas via síntese espectral para a estrela HD078747.	57
6.6	Tabela com as abundâncias do carbono e nitrogênio medidas via síntese espectral para a estrela HD126793.	57
6.7	Tabela com as abundâncias do carbono e nitrogênio medidas via síntese espectral para a estrela HD181720.	58
6.8	Abundâncias do carbono e nitrogênio para a amostra de estrelas de Carlos (2015) utilizando linhas dos sistemas eletrônicos CH A-X, C ₂ D-A, NH A-X e CN B-X.	58
6.9	Abundâncias do carbono e nitrogênio para a amostra de estrela de Takeda et al. (2005) utilizando linhas dos sistemas eletrônicos CH A-X, C ₂ D-A e CN B-X.	62
6.10	Tabela contendo a classificação cinemática da amostra de estrelas de Takeda et al. (2005).	68
6.11	Médias de [Fe/H], [C/H] e [N/H], desvio padrão e número de estrelas de cada sub-conjunto de estrelas, utilizados para comparar as subamostras entre si segundo o teste t-student.	70
.1	Estrela HD000400	81
.2	Estrela HD006582	81
.3	Estrela HD009826	82
.4	Estrela HD010697	82
.5	Estrela HD010700	82
.6	Estrela HD010780	83
.7	Estrela HD016141	83
.8	Estrela HD016895	83
.9	Estrela HD018803	84
.10	Estrela HD01994	84
.11	Estrela HD022049	84
.12	Estrela HD035062	85
.13	Estrela HD033636	85
.14	Estrela HD038529	85
.15	Estrela HD050554	86
.16	Estrela HD052265	86
.17	Estrela HD061421	86

.18	Estrela HD067228	87
.19	Estrela HD069830	87
.20	Estrela HD075732	87
.21	Estrela HD082943	88
.22	Estrela HD089744	88
.23	Estrela HD095128	88
.24	Estrela HD099491	89
.25	Estrela HD102870	89
.26	Estrela HD103095	89
.27	Estrela HD104304	90
.28	Estrela HD109358	90
.29	Estrela HD117176	90
.30	Estrela HD120136	91
.31	Estrela HD121370	91
.32	Estrela HD134987	91
.33	Estrela HD143761	92
.34	Estrela HD145675	92
.35	Estrela HD182572	92
.36	Estrela HD186408	93
.37	Estrela HD186727	93
.38	Estrela HD195019	93
.39	Estrela HD196755	94
.40	Estrela HD210277	94
.41	Estrela HD217014	94
.42	Estrela HD217107	95

SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
1 INTRODUÇÃO	1
2 FUNDAMENTAÇÃO TEÓRICA	7
2.1 Espectro fotosférico estelar de absorção sob aproximação de Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL)	7
2.2 Sistemas eletrônicos de bandas moleculares	11
2.2.1 Sistemas A-X e B-X do CH	12
2.2.2 Sistema A-X do NH	12
2.2.3 Sistemas A-X e B-X do CN	12
2.2.4 Sistema Swan do C_2	12
3 AMOSTRAS DE ESTRELAS	13
3.1 Seleção da amostra de estrelas do tipo solar com e sem planetas detectados	13
4 METODOLOGIA	17
4.1 O código MOOG	19
4.2 Síntese espectral	22
4.3 Normalização espectral e velocidades de rotação e de macroturbulência para estrelas da amostra de Takeda	43
5 ANÁLISE DE ERROS	47
6 RESULTADOS	55
7 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS	75
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	77
APÊNDICE A - Abundâncias do C e N para a amostra de estrelas do Takeda	81
ANEXO A - DEMONSTRAÇÃO DA DIFERENÇA $[X/H]$-$[Fe/H]$.	97

1 INTRODUÇÃO

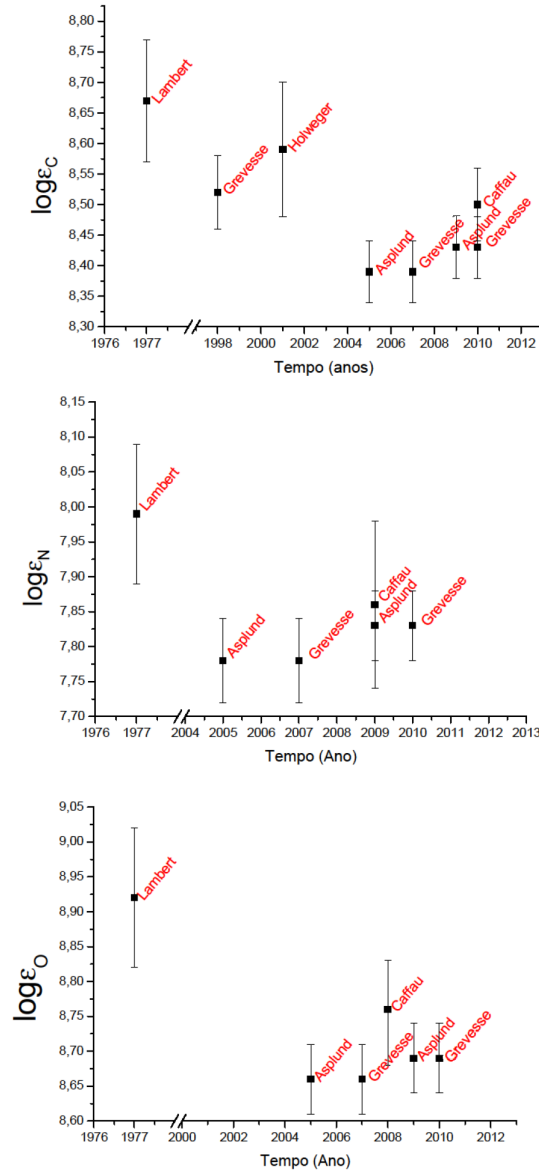
Durante a formação de uma proto-estrela/estrela, composta basicamente de hidrogênio e hélio, pode-se formar um disco protoplanetário que dará origem aos demais corpos do sistema. Ao final da formação do sistema, parte da matéria que não fica retida em planetesimais, planetas, luas e demais corpos pode ainda ser acrexada nas camadas externas da estrela. Os elementos refratários são normalmente retidos em planetesimais, dando origem aos núcleos rochosos de planetas gigantes como também de planetas terrestres. Desta maneira um estudo detalhado da composição química de elementos presentes na superfície da estrela nos traz informações acerca dos efeitos de acreção química diferencial, desde o disco protoplanetário para as camadas mais externas da estrela. Uma hipótese existente afirma que os elementos refratários ficam deficientes na fotosfera de uma estrela anã de tipo solar devido à retenção destes em planetas, como também à acreção dos elementos voláteis na mesma, que não seria perturbada pela formação planetária. Por exemplo, [Melendez et al. \(2009\)](#) concluíram que o Sol é ligeiramente deficiente em elementos refratários com relação aos voláteis quando comparado a uma amostra de estrelas semelhantes sem planetas.

Na Figura 1.1¹ fizemos uma compilação de alguns trabalhos que determinaram as abundâncias do grupo CNO (carbono, nitrogênio e oxigênio) para a fotosfera solar.

Existem algumas técnicas para a detecção de exoplanetas que são muito utilizadas e outras menos, porém cada uma delas apresenta uma certa limitação. A técnica de trânsito planetário fortemente utilizada para a detecção de exoplanetas consiste em verificar a variação do brilho da estrela, que ocorre devido à passagem de um planeta na frente da estrela com relação a linha de visada de um observador na Terra, o que faria com que o brilho da estrela diminuísse devido a este trânsito. Porém, caso o planeta tenha inclinação de plano orbital pouco diferente de 90 graus, jamais detectaremos este planeta utilizando esta técnica, pois o mesmo não passaria pela nossa linha de visada e não observaremos essa diminuição do brilho. Outra técnica é a de velocidade radial, que consiste em caracterizar o deslocamento periódico das linhas espectrais, dado pelo efeito Doppler sofrido pela radiação eletromagnética emitida pela estrela em função de seu movimento cíclico em torno do centro de massa do sistema. Esta técnica favorece a detecção de planetas massivos, do tipo Júpiter, e/ou mais próximos da estrela hospedeira. Caso o sistema possua planetas não massivos e/ou próximos da estrela o suficiente, o deslocamento do centro de massa seria muito

¹ $\log \varepsilon_X = \log(n_X/n_H) + 12$, onde n é a densidade numérica do elemento.

Figura 1.1 - Medidas de abundâncias do C, N e O na fotosfera solar por diversos trabalhos desde 1978. Dados obtidos dos trabalhos de Lambert (1978), Grevesse e Sauval (1998), Holweger (2001), Asplund et al. (2005), Grevesse et al. (2007), Asplund et al. (2009), Grevesse et al. (2010), Caffau et al. (2008), Caffau et al. (2009), Caffau et al. (2010).



pequeno e não observamos o efeito Doppler. Outras técnicas são: (i) Astrometria, limitada pela instrumentação que deveria determinar a pequena variação da estrela astrometricamente no céu; (ii) Microlente gravitacional, cujo evento de micro-lente necessita de um corpo massivo entre o observador e o objeto a ser observado, é raro de ocorrer; (iii) Imageamento direto que seria observar diretamente o exoplaneta, porém devido a pequena distância angular do planeta com relação a estrela, e ao

forte brilho da estrela que praticamente ofusca o planeta, esta técnica está limitada aos instrumentos utilizados.

Encontrar uma relação entre a composição química da estrela e a presença de planetas também pode contribuir para os programas de busca de exoplanetas, pois proporciona um indicador alternativo para estrelas candidatas à presença de planetas (é necessária precisão em abundâncias diferenciais logarítmicas da ordem de poucos centésimos de dex, (MELENDEZ et al., 2009)). Segundo Carlos (2015): "o acréscimo de um planeta rochoso de 10 massas terrestres com metalicidade $Z=1$ ² em um envelope estelar produziria um aumento em metalicidade de 0,04 dex em uma estrela semelhante ao Sol³. Já um planeta do tipo gasoso de uma massa de Júpiter, com um núcleo rochoso da ordem de 4% da massa do planeta, produziria um acréscimo em metalicidade de 0,05 dex no envelope estelar. Como podemos notar os valores são muito pequenos e, por isso, a necessidade de uma análise de alta precisão.". O raciocínio inverso pode ser aplicado para explicar o decréscimo na metalicidade superficial de uma estrela semelhante ao Sol, quando da retenção de metais devido à formação planetária.

Existe uma maior probabilidade de planetas serem formados em torno de estrelas com maior metalicidade, que é tradicionalmente mensurada pela abundância do ferro para estrelas de tipo solar (tipos F, G e K). Por exemplo, Fischer e Valenti (2005) encontraram que a probabilidade de uma estrela hospedar planeta gasoso é proporcional a $10^{2[Fe/H]}$ ⁴. Contudo, estrelas com planetas também são mais abundantes em outros metais tais como elementos do pico do Ferro (V, Cr, Mn, Fe, Co e Ni) como seria de se esperar, e elementos alfa (Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca e Ti) (SILVA et al., 2015). Na Figura 1.2 de Silva et al. (2015), notamos um pequeno acréscimo na abundância de vários elementos para anãs FGK hospedeiras de planetas gasosos, em azul, em relação a estrelas sem este tipo de planetas, em vermelho.

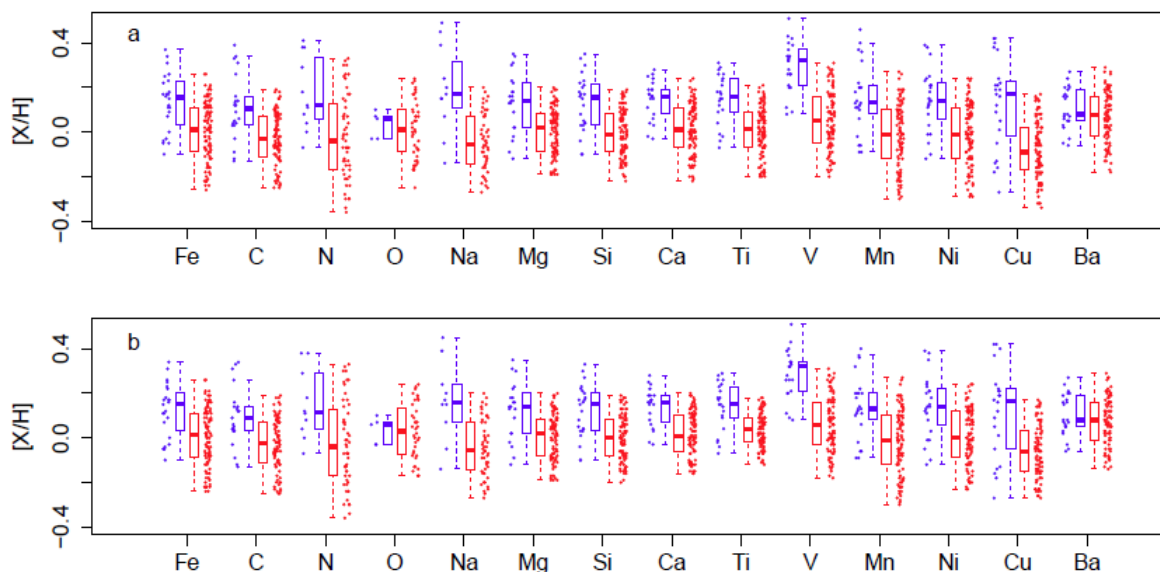
As estrelas utilizadas neste trabalho são anãs de tipo solar tanto moderadamente pobres em metais como com metalicidade em torno do valor solar, com parâmetros fotosféricos em torno dos valores solares ($T_{ef} = (5777 \pm 800)K$, $\log g = 4,44 \pm 0,60$ e $[Fe/H] = (0,00 \pm 0,66)$ dex), com e sem exoplanetas já detectados. Duas possíveis investigações têm sido feitas quanto ao estudo de abundâncias elementares

²Em Astronomia a metalicidade (Z) de um objeto é a fração de massa do mesmo na forma de elementos químicos mais pesados que o hélio 4, ou fração de metais em massa.

³variação de +0,04 dex na escala $\log(Z)$

⁴A expressão $[Fe/H]$ representa o logaritmo da razão entre a abundância numérica de átomos de ferro na estrela e no Sol (sempre em comparação com a abundância do átomo de hidrogênio por ser o mais abundante), ou seja, $[Fe/H] = \log(N_{Fe}/N_H)_{Estrela} - \log(N_{Fe}/N_H)_{Sol}$

Figura 1.2 - Comparação das abundâncias $[X/H]$ para 120 anãs FGK da vizinhança solar com e sem planetas gasosos detectados, em azul e vermelho, respectivamente. O painel superior mostra as distribuições para todas as anãs da amostra, enquanto o painel inferior restringe a comparação com as estrelas com $-0,25 \leq [Fe/H] < +0,35$. Os pontos de dados originais são mostrados ao lado de cada caixa correspondente para permitir a visualização da dispersão intrínseca (SILVA et al., 2015). Remoção de dados baseada em 2 desvios padrão da média foi aplicada a todas distribuições de $[X/H]$ a fim de eliminar dados discrepantes. Os retângulos e barras de erros verticais representam percentis das distribuições (retângulos para os interquartis e barras para 100%). O traço interno a cada retângulo mostra a mediana de cada distribuição.

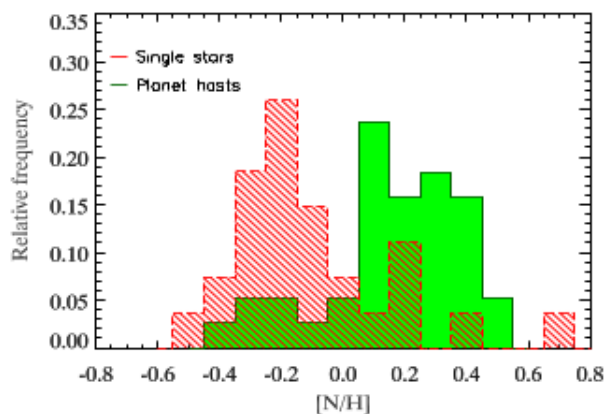


em amostras de estrelas com e sem planetas: (i) verificar quais metais são mais abundantes em estrelas com planetas já que a probabilidade de ocorrência destes é proporcional à metalicidade delas, e (ii) comparar a abundância de elementos refratários com a de voláteis quando se analisa estrelas com e sem planetas.

Ainda não está claro a relação das abundâncias dos elementos leves C, N e O com a presença de planetas, sendo o oxigênio um elemento alfa e o metal mais abundante. Alguns trabalhos encontram carbono e/ou nitrogênio mais abundantes em amostras de estrelas com planetas em comparação com amostras estelares sem planetas (SILVA et al., 2015). No trabalho de Suárez-Andrés et al. (2016), que fez o uso da cabeça de banda do NH em $\lambda 3360 \text{ \AA}$ para determinar a abundância do nitrogênio para uma amostra de 74 estrelas de tipo solar, aponta para uma relação direta entre uma estrela hospedar um planeta e sua abundância de nitrogênio, o que pode ser observado

na Figura 1.3. Quanto ao oxigênio há poucos trabalhos, alguns inconclusivos como Silva et al. (2015), que determinaram a abundância deste elemento num subconjunto restrito de estrelas em uma amostra de 120 anãs FGK do disco fino da vizinhança solar com e sem planetas gasosos.

Figura 1.3 - Distribuição da abundância $[N/Fe]$ para as 74 estrelas do trabalho de Suárez-Andrés et al. (2016). Em vermelho estrelas que não hospedam planetas e em verde estrelas hospedeiras de planetas.



A determinação das abundâncias do grupo CNO em estrelas de tipo solar é uma tarefa árdua diante do número bem reduzido de linhas atômicas desses elementos no espectro óptico de estrelas FGK, considerando inclusive que tais linhas são fracas mesmo em estrelas ricas em metais e/ou com fotosferas mais frias. Comumente adota-se também linhas de sistemas eletrônicos de compostos moleculares tais como C_2 , CH, CN e NH para complementar as medidas e aumentar a precisão das abundâncias derivadas, mesmo para tipos espectrais menos tardios e estrelas moderadamente pobres em metais.

A região de 3350 Å a 5000 Å do espectro eletromagnético permite-nos fazer uma análise de linhas “individuais” e/ou bandas devido a transições eletrônicas em determinadas moléculas envolvendo o grupo CNO. Neste trabalho utilizamos as moléculas NH, CH, CN e C_2 para a determinação da abundância, tanto do nitrogênio quanto do carbono. Tais transições moleculares serão apresentadas mais detalhadamente na Seção 2.2. Como são poucas as linhas espectrais efetivamente adotadas e sugeridas na literatura para esta região, um dos objetivos e justificativas deste trabalho foi determinar as melhores linhas de absorção para os sistemas eletrônicos dos compostos moleculares citados anteriormente.

Utilizando espectros gentilmente fornecidos por Yoshi Takeda, trabalhamos na região de 3900 Å a 5100 Å para um total de 42 estrelas. Algumas delas hospedam planeta(s), segundo os projetos de busca de exoplanetas em andamento. Os espectros reduzidos do tipo Echelle fornecidos foram normalizados em fluxo e posteriormente foi feita uma análise química para a determinação da abundância do C e N usando o código MOOG (SNEDEN, 2016). Estas estrelas já tiveram seus parâmetros fotosféricos e abundâncias de muitos elementos determinados por Takeda (2007). Contudo, as abundâncias dos voláteis C e N foram medidas neste trabalho, unicamente via síntese espectral de linhas moleculares.

Para uma segunda amostra de 4 pares de estrelas de tipo solar moderadamente pobres em metais, similares par a par em parâmetros fotosféricos, espectros de alta resolução foram fornecidos por Jorge Melendez do IAG/USP⁵. Estas estrelas já foram analisadas por Carlos (2015), tendo seus parâmetros determinados e abundâncias diferenciais em elementos refratários medidas para cada par via síntese espectral e largura equivalente. As abundâncias dos elementos C e N foram re-determinadas neste trabalho, unicamente via síntese espectral de linhas moleculares. Adotamos os mesmos modelos de atmosfera, código de síntese espectral e padrão solar de abundâncias considerados por Carlos (2015).

O foco deste trabalho é identificar bons indicadores espectrais e ao mesmo tempo refinar as abundâncias das estrelas selecionadas, principalmente na parte azul do espectro óptico (entre 3350 Å a 5100 Å), para o carbono e nitrogênio usando transições eletrônicas em moléculas.

⁵Instituto de Astronomia e Geofísica/Universidade de São Paulo

2 FUNDAMENTAÇÃO TEÓRICA

2.1 Espectro fotosférico estelar de absorção sob aproximação de Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL)

Na fotosfera estelar o mecanismo dominante para o transporte de energia é o radiativo. O transporte convectivo, no entanto, pode ser levado em conta na construção de modelos para fotosfera, que comumente são denominados de modelos de atmosfera. Considerando a radiação propagando na direção s , a variação infinitesimal da intensidade específica monocromática, dI_λ , pode ser dada pela seguinte equação (GRAY, 2005):

$$dI_\lambda = -\kappa_\lambda \rho I_\lambda ds + j_\lambda \rho ds, \quad (2.1)$$

onde κ_λ é o coeficiente de absorção por massa, ρ é a densidade e j_λ é o coeficiente de emissão por massa. Os coeficientes estão relacionados pela função fonte S_λ da seguinte maneira:

$$S_\lambda = \frac{j_\lambda}{\kappa_\lambda}. \quad (2.2)$$

Sendo a profundidade óptica em s : $\tau_\lambda(s) = \int_0^s \kappa_\lambda \rho ds$, (Figura 2.1), podemos dividir a Equação 2.1 pela variação infinitesimal da profundidade óptica monocromática para obter uma equação que é dependente da função fonte tal que:

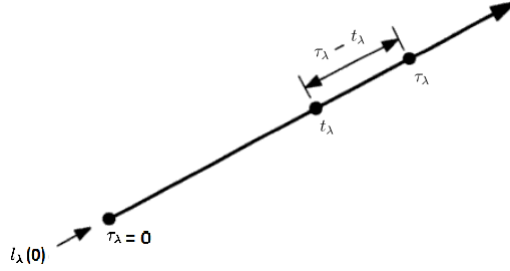
$$\frac{dI_\lambda}{d\tau_\lambda} = -I_\lambda + S_\lambda. \quad (2.3)$$

Representando a propagação da radiação numa fotosfera em coordenadas esféricas e considerando a Figura 2.2 como referência geométrica para o transporte radiativo na fotosfera estelar, tem-se:

$$\frac{dI_\lambda}{dz} = \frac{\partial I_\lambda}{\partial r} \frac{dr}{dz} + \frac{\partial I_\lambda}{\partial \theta} \frac{d\theta}{dz}. \quad (2.4)$$

Assumindo que I_λ não tem dependência azimutal, ou seja, não depende do ângulo azimutal, sendo $dr = \cos\theta dz$ e $rd\theta = -\sin\theta dz$ e usando a profundidade óptica, a Equação 2.3 pode ser escrita como:

Figura 2.1 - Propagação da radiação eletromagnética monocromática ao longo de uma direção qualquer em um meio de profundidade óptica τ_λ .



Fonte: Gray (2005)

$$\frac{\partial I_\lambda \cos\theta}{\partial r \kappa_\lambda \rho} - \frac{\partial I_\lambda \sin\theta}{\partial \theta \kappa_\lambda \rho r} = -I_\lambda + S_\lambda. \quad (2.5)$$

Como a espessura da fotosfera é muito menor que o raio da estrela, pode-se fazer uma aproximação plano paralela a ser aplicada na Equação 2.5, tal que $\frac{d\theta}{dz} = 0$ e que, por convenção, invertemos o sentido de representação da profundidade óptica impondo o cálculo dela ao longo do eixo z , tal que $ds = -dz$, ficamos com a equação:

$$\cos\theta \frac{dI_\lambda}{\kappa_\lambda \rho dr} = I_\lambda - S_\lambda, \quad (2.6)$$

cuja solução, ao integrar ao longo do caminho $\tau_\lambda - t_\lambda$ como mostrado na Figura 2.1, é:

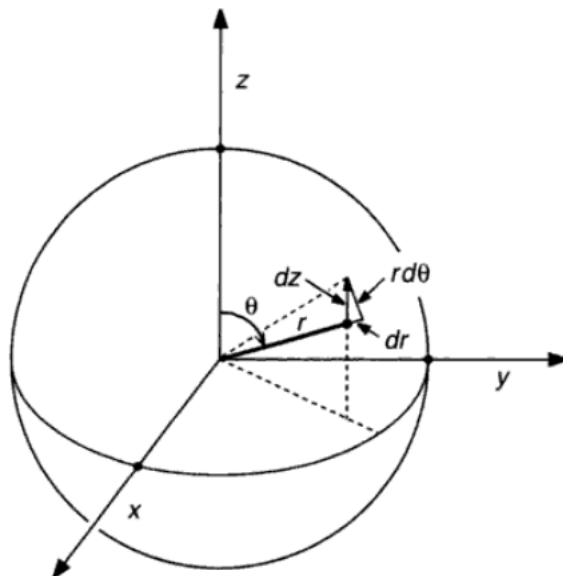
$$I_\lambda = - \int_c^{\tau_\lambda} S_\lambda(t_\lambda) e^{-(t_\lambda - \tau_\lambda) \sec\theta} \sec\theta dt_\lambda. \quad (2.7)$$

O limite inferior de integração, c , depende da orientação da propagação da radiação que pode estar saindo das camadas mais internas para as externas ($\theta > 90^\circ$) ou entrando para as camadas mais internas da estrela ($\theta < 90^\circ$).

O fluxo integrado quando não se tem dependência azimutal é dado pela seguinte equação:

$$F_\lambda = 2\pi \int_0^\pi I_\lambda \cos\theta \sin\theta d\theta. \quad (2.8)$$

Figura 2.2 - Geometria em coordenadas esféricas para o transporte radiativo numa fotosfera. O ângulo azimutal no plano xy não está representado. O eixo z mostra a linha de visada do observador.



Fonte: Gray (2005)

Quando houver isotropia para a função fonte, S_λ , o fluxo será:

$$\begin{aligned}
 F_\lambda &= 2\pi \int_{\tau_\lambda}^{\infty} S_\lambda \int_0^{\pi/2} e^{-(t_\lambda - \tau_\lambda) \sec \theta} \sin \theta d\theta dt_\lambda \\
 &- 2\pi \int_0^{\tau_\lambda} S_\lambda \int_{\pi/2}^{\pi} e^{-(t_\lambda - \tau_\lambda) \sec \theta} \sin \theta d\theta dt_\lambda.
 \end{aligned} \tag{2.9}$$

Denotando as integrais exponenciais como

$$E_n(x) = \int_1^{\infty} \frac{e^{-xw}}{w^n} dw. \tag{2.10}$$

Levando em consideração a Equação 2.10, usando $n=2$ tal que $w = \sec(\theta)$ e $x = \tau_\lambda - t_\lambda$, a Equação 2.9 pode ser escrita como:

$$F_\lambda(\tau_\lambda) = 2\pi \int_{\tau_\lambda}^{\infty} S_\lambda E_2(t_\lambda - \tau_\lambda) dt_\lambda - 2\pi \int_0^{\tau_\lambda} S_\lambda E_2(\tau_\lambda - t_\lambda) dt_\lambda. \tag{2.11}$$

O fluxo na superfície da estrela, onde $\tau_\lambda = 0$, é dado pela seguinte equação:

$$F_\lambda(0) = 2\pi \int_0^\infty S_\lambda(\tau_\lambda) E_2(\tau_\lambda - t_\lambda) dt_\lambda. \quad (2.12)$$

Considerando que há equilíbrio radiativo na fotosfera, que a energia flui apenas para fora da estrela e pode-se admitir a aproximação de equilíbrio termodinâmico local (ETL)¹, a função fonte será dada pela emissão de corpo negro, $B_\lambda(T)$, de modo que o fluxo emergente superficial monocromático será dado por:

$$F_\lambda(0) = 2\pi \int_0^\infty B_\lambda(T) E_2(\tau_\lambda - t_\lambda) dt_\lambda. \quad (2.13)$$

Podemos escrever a equação acima da seguinte forma:

$$F_\lambda = 2\pi \int_{-\infty}^\infty B_\lambda(T) E_2(\tau_\lambda - t_\lambda) \frac{\kappa_{atm,\lambda} + \kappa_{cont,\lambda}}{\kappa_{cont}(\tau_0)} \tau_0 \frac{d \log \tau_\lambda}{\log e}. \quad (2.14)$$

onde $\kappa_{cont,\lambda}$ é o coeficiente de absorção no contínuo e τ_0 é a profundidade óptica de referência em um dado comprimento de onda (GRAY, 2005). O coeficiente de absorção de uma linha espectral atômica, que é descrito por Gray (2005), é dado por:

$$\kappa_{atm,\lambda} = \frac{\pi^{1/2} e^2}{m_e c^2} \lambda_0^2 g_l f \frac{H(u, a)}{\Delta \lambda_D} \frac{N(E)}{u(T)} 10^{-\chi_l \theta} (1 - e^{-\frac{hc}{\lambda_0 k T}}). \quad (2.15)$$

onde $(1 - e^{-\frac{hc}{\lambda_0 k T}})$ é a correção para emissão estimulada, c é a velocidade da luz, e é a carga do elétron, m_e é a massa do elétron, $\Delta \lambda_D$ representa o alargamento Doppler total térmico e de microturbulência dado por $\Delta \lambda_D = \frac{\lambda_0}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m} + v_{micro}^2}$, $H(u, a)$ é a função de Hjerting representando o alargamento colisional com partículas neutras ou carregadas (onde u é a diferença de frequência com relação ao centro da linha em unidade de alargamento Doppler e a é o parâmetro de amortecimento), λ_0 é o comprimento de onda de repouso da transição eletrônica, $N(E)$ é a densidade

¹O ETL é quando temos uma única temperatura para: o equilíbrio de excitação de níveis de energias em cada átomo/íon, o equilíbrio de ionização de espécies atômicas e moleculares, a distribuição de velocidades ou momentos das partículas (Maxwelliana) e o equilíbrio de dissociação molecular. Em ETL, as variações de temperatura e pressão são desprezíveis dentro de dimensões lineares representadas pelos caminhos livres médios dos fótons e partículas

numérica do elemento E, $u(T)$ ² é a função de partição, g_l é o peso estatístico do nível inferior da transição, f a força de oscilador, χ_l é o potencial de excitação do nível inferior da transição e $\theta = 5040K/T$. Em ETL, o coeficiente de absorção é dado por $\kappa_{\lambda\rho} = N_l B_{lu} h\lambda(1 - e^{-\frac{hc}{\lambda kT}})$, onde temos que N_l é a população do nível inferior da transição, B_{lu} é o coeficiente de Einstein para absorção pura.

O coeficiente de absorção de uma linha molecular pode ser representado de forma análoga (SILVA, 2003):

$$\kappa_{mol,\lambda} = \frac{\pi^{3/2} e^2}{m_e c^2} \lambda_0^2 f_{mol} N_l \frac{H(u, a)}{\Delta\lambda_D} (1 - e^{-\frac{hc}{\lambda_0 kT}}). \quad (2.16)$$

$f_{mol} = f_{el} f_{vib} f_{rot}$ é a força do oscilador da transição molecular, que leva em consideração as componentes eletrônica, vibracional e rotacional, respectivamente.

2.2 Sistemas eletrônicos de bandas moleculares

Para moléculas existem três tipos de transições. Em ordem crescente de energia necessária para sua ocorrência, tem-se a transição rotacional, vibracional e eletrônica.

Para moléculas diatômicas os níveis eletrônicos são definidos pelo número quântico, Λ que pode assumir valores inteiros $\Lambda = 0, 1, 2, \dots$, quantizando a componente do momento angular orbital L projetada na direção do eixo internuclear, comumente designada pelas letras $\Sigma, \Pi, \Delta, \dots$. O momento angular total é dado por $\mathbf{J} = \mathbf{K} + \mathbf{L}$ ³, sendo \mathbf{K} o operador momento angular rotacional: constante para um dado estado eletrônico de número quântico n (RYBICKI; LIGHTMAN, 1979).

O número quântico rotacional K fornece uma classificação segundo transições rotacionais, conhecidas como os ramos R, P e Q. Quando ocorre uma transição entre níveis rotacionais cujo valor do $\Delta K = -1$ temos o ramo R, quando $\Delta K = +1$ o ramo P e $\Delta K = 0$ o ramo Q (somente em transições não Sigma-Sigma). (RYBICKI; LIGHTMAN, 1979)

Quando conhecemos muitos estados eletrônicos de uma molécula, designamos uma letra para distingui-los (X, A, B, C, ...a, b, c, ...) colocada à esquerda da notação do estado, que representa uma ordenação em energia, sendo o X frequentemente utilizado para representar o estado de mais baixa energia da molécula. Assim, uma

² $u(T) = \sum g_i e^{-\chi_i/kT}$

³Como padrão, uso letra maiúscula em negrito para representar um vetor, comumente utilizadas nos livros textos

transição molecular eletrônica pode ser representada, por exemplo, como: $A^1\Pi-X^1\Sigma$ ou $B^1\Pi-X^1\Sigma$. O número sobrescrito à esquerda da letra grega representa a multiplicidade do estado eletrônico ($2S + 1$), sendo S o número quântico de spin eletrônico.

2.2.1 Sistemas A-X e B-X do CH

A molécula CH foi astronômicaamente detectada analisando-se linhas interestelares em espectros de estrelas do tipo O-B, por meio da transição eletrônica A-X ainda não identificada com tal [Belas e Blanchet \(1938\)](#), a qual foi posteriormente caracterizada por [McKellar \(1940\)](#). A transição eletrônica A-X do CH ($A^2\Delta - X^2\Pi$) é fortemente centrada em 4300 Å. O sistema B-X do CH ($B^2\Sigma^- - X^2\Pi$), que produz absorções menos intensas que o A-X, é comumente observado perto de 3886 Å. Ambas as transições são um duplete.

2.2.2 Sistema A-X do NH

O sistema A-X da molécula NH apresenta sua cabeça de banda mais intensa em 3360 Å. Usada para determinar a abundância do nitrogênio, esta molécula é raramente utilizada devido às poucas transições presentes no visível, que inclusive são muito fracas. A melhor opção é a cabeça de banda (0,0) em 3360 Å. A transição eletrônica é um tripleto ($A^3\Pi_i - X^3\Sigma^-$).

2.2.3 Sistemas A-X e B-X do CN

A transição eletrônica A-X da molécula CN ($A^2\Pi - X^2\Sigma^+$) ocorre na faixa do vermelho, e a transição B-X ($B^2\Sigma^+ - X^2\Sigma^+$) ocorre na faixa do violeta. Ambas as transições são um duplete. A assinatura desta molécula já foi identificada em espectros de cometas, do Sol, de nuvens interestelares e no espectro integrado da Galáxia ([BROOKE et al., 2014](#)). A presença do CN no meio absorvedor/emissor torna-o útil para a determinação da abundância do C ou N. Linhas interestelares do CN B-X foram usadas por [Leach \(2012\)](#) para medir a temperatura da radiação cósmica de fundo.

2.2.4 Sistema Swan do C_2

A molécula C_2 é observada em vários objetos astronômicos como o Sol, estrelas *late-type*, nuvens moleculares interestelar e cometas. O Sistema Swan ($D^3\Pi_g - A^3\Pi_u$), que é um tripleto, tem suas bandas na região do visível, sendo facilmente excitado por *flames* ou descargas em gás contendo carbono.

3 AMOSTRAS DE ESTRELAS

Uma das amostras consiste em 42 anãs F-G-K de [Takeda et al. \(2005\)](#), cujos espectros no azul foram gentilmente cedidos por Yoshi Takeda. Elas fazem parte de uma amostra de 140 anãs e subgigantes F-G-K da vizinhança solar com/sem planetas, que já foram analisadas espectroscopicamente em alta resolução ($R = 70.000$), ou seja, seus parâmetros fotosféricos fundamentais (T_{ef} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, v_{micro}) foram determinados por [Takeda e Honda \(2005\)](#) bem como as abundâncias de diversos elementos medidas, incluindo o grupo CNO via medidas de largura equivalente de linhas atômicas ([TAKEDA, 2007](#)). Há espectros disponíveis para todas as estrelas de 5000 Å a 8800 Å. Todos estes espectros são disponibilizados sem normalização de fluxo.

A segunda amostra consiste em 7 anãs de tipo solar moderadamente pobres em metais, dispostas em 4 pares de estrelas similares basicamente em $[\text{Fe}/\text{H}]$ e T_{ef} , embora cada par seja também similar em gravidade superficial. Tais estrelas fazem parte de uma amostra de 23 estrelas, que foram analisadas aos pares por [Carlos \(2015\)](#), via análise química diferencial linha a linha (atômicas somente). Os espectros de 3330 Å a 5500 Å e de 4840 Å a 9160 Å foram gentilmente fornecidos por Jorge Meléndez, possuindo uma resolução de $R = 65.000$, os quais foram normalizados em fluxo por Marília Carlos em seu trabalho de mestrado ([CARLOS, 2015](#)). Seus parâmetros fotosféricos fundamentais já estão determinados bem como as abundâncias diferenciais de elementos diversos, sendo a maioria determinada via medida de largura equivalente, exceto para o C, analisado via síntese espectral de poucas linhas moleculares e largura equivalente de linhas atômicas, incluindo duas com contínuo perturbadas e N via síntese de uma única banda molecular do NH. No presente trabalho compilamos um novo conjunto de linhas moleculares para derivar as abundâncias do C e N, tendo descartado a análise das linhas atômicas do C (em $\lambda 5052$ Å e $\lambda 5380$ Å) visto que os espectros em ambas as regiões estão perturbados por algum efeito no processo de redução dos dados ([CARLOS, 2015](#)).

3.1 Seleção da amostra de estrelas do tipo solar com e sem planetas detectados

Os espectros estelares da biblioteca de Takeda ([TAKEDA et al., 2005](#)) foram coletados utilizando the HIGH-Dispersion Echelle Spectrograph (HIDES, Izumiura 1999) instalado no foco coudé do telescópio de 188 cm do Okayama Astrophysical Observatory, equipado com um detector CCD de 4K x 2K. A configuração instrumental

do espectrógrafo forneceu um poder resolutor $R = 70.000$ (resolução FWHM¹ = 0,079 Å em $\lambda 5500$ Å, por exemplo). Os espectros apresentam uma razão sinal/ruído elevada (com um valor médio de $S/N \sim 320$) e possuem uma cobertura espectral de 3900 Å a 5100 Å, 5000 Å a 6200 Å (esta região em específico tem uma resolução espectral $R \sim 90.000$), 5800 Å a 7000 Å e 7600 Å a 8800 Å. A Tabela 3.1 mostra as estrelas que estudamos e seus parâmetros fotosféricos fundamentais.

Os espectros de cada região de uma estrela estão contidos em um cubo de dados com 33 ordens "echelle" (registrado num arquivo FITS, Flexible Image Transport System). Cada ordem teve seu fluxo normalizado individualmente. Após a normalização de todas as ordens espectrais de cada estrela, elas são combinadas para formar um espectro contínuo, a partir do qual se desenvolverá o trabalho de análise das linhas.

A segunda amostra de estrelas a ser analisada e seus parâmetros estão presentes na Tabela 3.2. Estas estrelas foram observadas espectroscopicamente pelo Dr. Jorge Meléndez (Universidade de São Paulo), Dr. Alan Alves-Brito (Universidade Federal do Rio Grande do Sul) e ao Dr. David Yong (Australian National University). Estas estrelas tiveram seus parâmetros fotosféricos fundamentais determinados por Carlos (2015). Ao fazer uso destes dados, adotamos os mesmos modelos de atmosfera e padrão de abundância química do Sol como referência que foram empregados por Carlos (2015). Os modelos são da grade de Castelli e Kurucz (2004)

Os espectros e suas reduções estão descritos no trabalho de Carlos (2015). Trata-se de dados coletados no Magellan Telescope de 6.5m (Las Campanas Observatory, Chile). Os espectros foram tomados usando o espectrógrafo MIKE com um poder resolutor $R = 85.000$ (resolução FWHM = 0,065 Å em $\lambda 5500$ Å, por exemplo)

¹full width at half maximum. Em Português largura total à meia altura, Quando aplicada a uma função Gaussiana, que representa o alargamento espectral instrumental, $FWHM = 2(2 \cdot \ln 2)^{1/2} \sigma$, ou aproximadamente $2,355 \sigma$, sendo σ a dispersão Gaussiana.

Tabela 3.1 - Parâmetros atmosféricos fundamentais das estrelas da amostra de Takeda (TAKEDA, 2007), com erros típicos em T_{ef} de ± 100 K, $\log g$ de $\pm 0,1$ dex e $[\text{Fe}/\text{H}]$ de $\pm 0,05$ dex. Todos os exoplanetas detectados são planetas gasosos*.

Estrela	Número de planetas* detectados	T_{ef} [K]	$\log g$ [cm/s ²]	v_t [km.s ⁻¹]	$[\text{Fe}/\text{H}]$ dex
HD000400	0	6159±100	4,04±0,10	1,45±0,01	-0,24±0,05
HD006582	0	5331±100	4,54±0,10	0,73±0,01	-0,81±0,05
HD009826	0	6089±100	4,01±0,10	1,51±0,01	0,07±0,05
HD010697	1	5628±100	3,91±0,10	1,06±0,01	0,13±0,05
HD010700	0	5420±100	4,68±0,10	0,66±0,01	-0,43±0,05
HD010780	0	5427±100	4,63±0,10	0,78±0,01	0,10±0,05
HD016141	1	5720±100	4,00±0,10	1,17±0,01	0,10±0,05
HD016895	0	6350±100	4,32±0,10	1,44±0,01	0,06±0,05
HD018803	0	5666±100	4,45±0,10	0,86±0,01	0,15±0,05
HD019994	1	6209±100	4,12±0,10	1,31±0,01	0,26±0,05
HD022049	0	5177±100	4,72±0,10	0,62±0,01	0,05±0,05
HD030562	1	5908±100	4,08±0,10	1,23±0,01	0,23±0,05
HD033636	0	5969±100	4,53±0,10	1,67±0,01	-0,13±0,05
HD038529	3	5554±100	3,85±0,10	1,29±0,01	0,31±0,05
HD050554	1	5987±100	4,28±0,10	1,15±0,01	-0,03±0,05
HD052265	2	6069±100	4,12±0,10	1,20±0,01	0,19±0,05
HD061421	0	6612±100	4,00±0,10	1,97±0,01	-0,02±0,05
HD067228	0	5818±100	3,87±0,10	1,25±0,01	0,13±0,05
HD069830	3	5442±100	4,54±0,10	0,78±0,01	-0,01±0,05
HD075732	0	5328±100	4,58±0,10	0,69±0,01	0,46±0,05
HD082943	3	6002±100	4,42±0,10	1,17±0,01	0,27±0,05
HD089744	2	6188±100	3,91±0,10	1,71±0,01	0,14±0,05
HD095128	0	5888±100	4,30±0,10	1,21±0,01	0,01±0,05
HD099491	0	5454±100	4,32±0,10	0,84±0,01	0,33±0,05
HD102870	0	6128±100	4,09±0,10	1,44±0,01	0,13±0,05
HD103095	0	5095±100	4,79±0,10	0,50±0,01	-1,29±0,05
HD104304	1	5510±100	4,33±0,10	0,91±0,01	0,25±0,05
HD109358	0	5878±100	4,39±0,10	1,14±0,01	-0,22±0,05
HD117176	0	5466±100	3,80±0,10	1,07±0,01	-0,11±0,05
HD120136	0	6420±100	4,21±0,10	1,69±0,01	0,28±0,05
HD121370	0	6300±100	4,18±0,10	2,07±0,01	0,29±0,05
HD134987	2	5766±100	4,37±0,10	1,02±0,01	0,28±0,05
HD143761	2	5832±100	4,25±0,10	1,16±0,01	-0,22±0,05
HD145675	0	5309±100	4,45±0,10	0,76±0,01	0,44±0,05
HD182572	0	5566±100	4,11±0,10	1,07±0,01	0,33±0,05
HD186408	0	5765±100	4,27±0,10	1,21±0,01	0,05±0,05
HD186427	0	5795±100	4,44±0,10	1,04±0,01	0,11±0,05
HD195019	1	5768±100	4,11±0,10	1,16±0,01	0,04±0,05
HD196755	0	5750±100	3,83±0,10	1,23±0,01	0,09±0,05
HD210277	1	5567±100	4,44±0,10	0,82±0,01	0,25±0,05
HD217014	0	5779±100	4,30±0,10	1,02±0,01	0,20±0,05
HD217107	2	5575±100	4,18±0,10	0,97±0,01	0,31±0,05

*As informações foram colhidas do site <http://www.exoplanet.eu> em 08/02/2017

Tabela 3.2 - Quatro pares de estrelas similares da amostra de Carlos (2015) e seus parâmetros fotosféricos fundamentais. Todos os exoplanetas detectados são planetas gasosos*

Estrela	Número de planetas* detectados	T_{ef} [K]	$logg$ [dex]	v_t [$km.s^{-1}$]	[Fe/H] [dex]	Localização na Galáxia
HD021019	0	5438 ± 10	$3,92 \pm 0,04$	$1,01 \pm 0,02$	$-0,48 \pm 0,01$	Disco fino
HD037124	3	5534 ± 34	$4,49 \pm 0,08$	$0,67 \pm -$	$-0,46 \pm 0,01$	Disco fino
HD181720	1	5722 ± 18	$4,04 \pm 0,12$	$1,03 \pm 0,04$	$-0,59 \pm 0,01$	Disco espesso
HD040865	0	5703 ± 16	$4,39 \pm 0,03$	$0,94 \pm -$	$-0,43 \pm 0,01$	Disco espesso
HD059984	0	5920 ± 20	$3,93 \pm 0,06$	$1,14 \pm 0,04$	$-0,73 \pm 0,01$	Disco fino
HD126793	0	5838 ± 49	$4,18 \pm 0,19$	$1,04 \pm -$	$-0,79 \pm 0,01$	Disco fino
HD078747	0	5777 ± 20	$4,35 \pm 0,04$	$0,90 \pm 0,05$	$-0,70 \pm 0,01$	Disco fino
HD126793	0	5838 ± 49	$4,18 \pm 0,19$	$1,04 \pm -$	$-0,79 \pm 0,01$	Disco fino

*Informações retiradas do site <http://www.exoplanet.eu> em 08/02/2017

4 METODOLOGIA

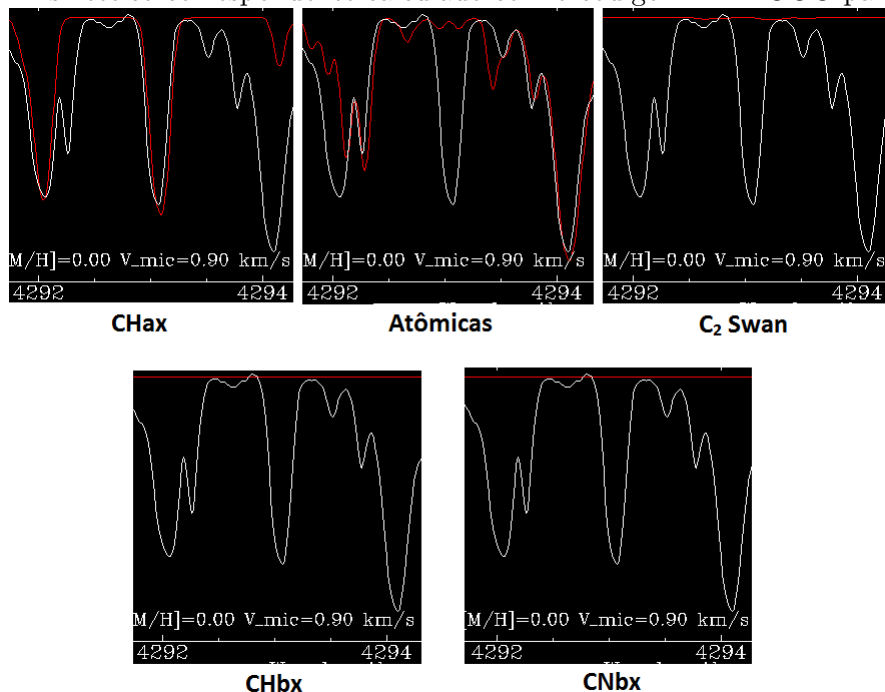
No desenvolvimento deste trabalho foi utilizado o código MOOG (SNEDEN, 2016) para fazer a análise espectroscópica a fim de se determinar as abundâncias dos elementos carbono e nitrogênio por meio de transições moleculares utilizando a técnica de síntese espectral, levando em consideração a aproximação plano-paralela (1D) e o equilíbrio termodinâmico local para o transporte radiativo na fotosfera estelar.

Inicialmente foi feita a varredura do espectro solar para determinar quais seriam as melhores linhas de absorção dos compostos moleculares CH, C₂, NH e CN a serem utilizadas para a determinação das abundâncias do C e N. Concentramos esforços em sistemas de bandas eletrônicas na parte azul do óptico.

A Figura 4.1 exemplifica e ilustra como a inspeção por síntese é realizada para a região de cada linha/absorção pré-selecionada na etapa anterior. O espectro em branco representa o espectro solar e o vermelho representa o espectro sintético. Como exemplo, ao fazer uma primeira varredura apenas com o espectro sintético do CH A-X (daqui para frente a notação quântica de cada sistema eletrônico é sinteticamente apresentada deste modo, i.e. molécula + letras latinas maiúsculas que informam a ordenação de energia dos estados eletrônicos quando o sistema não tiver um nome próprio) notamos que a linha 4293,11 Å é uma absorção intensa do sistema eletrônico A-X do CH, aparentemente isolada, e forte candidata para ser um indicador de abundância do carbono. Em seguida, comparamos esta absorção com absorções de linhas atômicas e de demais sistemas eletrônicos, que existam no mesmo intervalo espectral. As linhas atômicas e de cada sistema eletrônico molecular também foram computadas por meio do código de síntese espectral MOOG, tendo sido separadamente computadas de modo a representar a contribuição individual delas na formação do espectro da região selecionada, como mostrado na Figura 4.1. Ao realizar a inspeção por síntese espectral, percebemos que tal absorção é dominada por linhas do CH A-X bem próximas entre si advindas da banda vibracional (0,0), principalmente do ramo Q, e está bem isolada de outras absorções, embora tenha contribuição de duas linhas atômicas bem fracas (Fe I 4292,9565 Å e Zr II 4293,1250 Å, com menos de 5% de absorção do fluxo do contínuo cada). Esta absorção molecular pareceu ser promissora e, talvez, seja um bom indicador espectral para a determinação da abundância do carbono. A etapa seguinte é a calibração para o espectro do Sol, tomado como referência para a análise química (como descrita na Seção 4.2 para a amostra de Carlos (2015)).

A partir da varredura do espectro solar de 3500 Å a 4400 Å para o CH A-X combi-

Figura 4.1 - Diferentes possíveis contribuições espectrais (CH A-X, linhas atômicas, C_2 Swan, CH B-X e CN B-X) para a região da absorção do CH A-X em 4292, 80 Å. A linha branca representa o espectro do Solar) e a linha vermelha o espectro sintético correspondente calculado com o código ETL MOOG para o Sol.



nada com a inspeções via síntese espectral como descrito para absorção em 4293 Å, obtivemos um conjunto de absorções candidatas a indicadores de abundância do C, as quais estão listadas na Tabela 4.1. Nesta tabela citamos a banda vibracional correspondente de cada linha, os pontos de contínuos e o intervalo em comprimento de onda a ser utilizado para perfazer a posterior medida de abundância via síntese espectral.

Para o sistema Swan do C_2 selecionamos as absorções em 5165 Å e 5635 Å. Do Sistema A-X do NH, selecionamos unicamente a cabeça de banda (0,0) em 3360 Å, que foi útil apenas para a amostra de Carlos (2015), devido à cobertura espectral.

Para o sistema CN B-X, após a varredura e inspeção por síntese espectral no espectro solar obtemos as linhas listadas na Tabela 4.2.

Quanto à amostra de pares de estrelas similares de Carlos (2015), não foi necessário realizar nenhum tratamento de dados adicional nem derivação de parâmetros fotosféricos fundamentais, uma vez que os espectros já se encontravam reduzidos,

Tabela 4.1 - Melhores linhas isoladas do Sistema CH A-X com seus pontos de contínuo e intervalos em comprimento de onda para se medir a abundância via síntese espectral.

Linha (Å)	Banda vibracional (v',v'')	Intervalo espectral (Å)	Ponto de contínuo Azul (Å)	Ponto de contínuo Vermelho (Å)
4192,58	(0,0)	4180-4210	4185,91	4197,50
4212,65	(0,0)	4200-4230	4205,70	4221,85
4213,87	(1,1)	4200-4230	4205,70	4221,85
4217,24	(0,0)	4200-4230	4205,70	4221,85
4218,74	(1,1)	4200-4230	4205,70	4221,85
4263,61	(2,2)	4256-4286	4257,85	4283,28
4263,97	(2,2)	4256-4286	4257,85	4283,28
4292,80	(0,0)	4276-4307	4287,25	4295,52

Tabela 4.2 - Melhores linhas isoladas do CN B-X com os seus pontos de contínuo e intervalos em comprimento de onda para se medir a abundância via síntese espectral.

Linha (Å)	Banda vibracional (v',v'')	Intervalo espectral (Å)	Ponto de contínuo Azul (Å)	Ponto de contínuo Vermelho (Å)
3841,72	(5,5)	3839-3869	—	3866,63
3851,26	(2,2)	3839-3869	—	3866,64
3880,35	(0,0)	3874-3904	—	3883,92
3880,70	(0,0)	3874-3904	—	3883,92
3881,01	(0,0)	3874-3904	—	3883,92
3881,60	(0,0)	3874-3904	—	3883,92
4195,92	(1,2)	4180-4210	4192,74	4197,49

normalizados em fluxo e as estrelas com todos seus parâmetros já determinados.

Para a amostra de estrelas de [Takeda et al. \(2005\)](#), foi necessário realizar normalizações em fluxo e determinação de parâmetros de alargamento espectral antes de se iniciar o processo da determinação de abundância.

4.1 O código MOOG

O código MOOG foi utilizado para determinar a abundância do carbono e nitrogênio com uso da ferramenta de síntese espectral, "*synth*". Para tanto é necessário utilizar um modelo de atmosfera. Neste trabalho fez-se uso da grade [Castelli e Kurucz \(2004\)](#), que leva em consideração o equilíbrio hidrostático, o equilíbrio radiativo, o equilíbrio termodinâmico local, a geometria plano-paralela, a ausência de campos magnéticos

e o fluxo convectivo nulo. Um modelo de fotosfera é caracterizado pela temperatura efetiva, gravidade superficial, metalicidade (geralmente na escala $[\text{Fe}/\text{H}]$) e velocidade de microturbulência. É representado por um arquivo texto, que no caso da grade Kurucz lista valores de temperatura, densidade colunar de massa, pressão do gás e densidade eletrônica, desde a superfície até a base da fotosfera da estrela (72 camadas), além de um comprimento de onda de referência (5000 \AA) para o qual o código de síntese precisa calcular para cada camada o coeficiente de absorção total (ou opacidade) e a profundidade óptica, que aumentam de fora para dentro por convenção.

Além dos quatro parâmetros fundamentais (T_{ef} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, V_{micro}), o modelo de atmosfera da grade de Castelli e Kurucz (2004) também pode ser caracterizado pela razão de abundância $[\alpha/\text{Fe}]$. A fim de se estimar uma razão $[\alpha/\text{Fe}]$ representativa para cada estrela, adotamos as relações globais $[\text{O}/\text{Fe}]$, $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ e $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ apresentadas por Sansom et al. (2013) para estrelas próximas do disco da Galáxia.

Para calcular a abundância química de um dado elemento via síntese espectral é preciso fornecer ao código uma lista de linhas de absorção mais completa e realista possível tanto atômicas quanto moleculares ordenadas em comprimento de onda. Esta lista contém as seguintes informações nesta específica ordem: comprimento de onda em \AA , código numérico que identifica o átomo/molécula e seu nível de ionização, força de oscilador eletrônico vezes o peso estatístico do nível inferior da transição (gf), potencial de excitação do nível inferior em eV, parâmetro de amortecimento $C6$ de van der Waals (calculado internamente pelo MOOG segundo a aproximação Unsold), energia de dissociação molecular (em eV) no caso molecular, e um comentário acerca da transição eletrônica em si. Também temos que fornecer os parâmetros de alargamento espectral adicional (além do térmico e de microturbulência), tais como: FWHM em \AA de uma Gaussiana para representar o alargamento instrumental, velocidade de rotação na linha de visada $v \sin(i)$ em $km.s^{-1}$ e velocidade de macro-turbulência v_{macro} em $km.s^{-1}$. $FWHM_{instrumental}$ (ou resolução espectral) é dado pela expressão do poder resolutor do espectrógrafo $R = \lambda/FWHM_{inst}$. Consequentemente, precisa-se calcular $FWHM_{inst}$ para cada região de síntese espectral. A velocidade de rotação projetada é calculada de modo iterativo via síntese espectral de linhas isoladas do Fe considerando conjuntamente uma velocidade de macro-turbulência, sendo esta calculada parametricamente em função da temperatura efetiva e gravidade superficial. As estrelas da amostra de Carlos (2015) já tiveram $v.(i)$ e v_{macro} determinados previamente, mas v_{macro} foi calculado e $v.(i)$ medido para cada estrela da amostra de Takeda et al. (2005), como descrito na Seção 4.3 adiante.

Macroturbulência representa o movimento da matéria dentro da fotosfera estelar em escalas espaciais maiores que uma unidade de profundidade óptica. A microturbulência fotosférica representa uma contribuição adicional para o alargamento térmico. Ambos os alargamentos induzidos às linhas espectrais são do tipo Gaussiano. A escala de comprimento do campo de velocidades de microturbulência é menor do que uma unidade de profundidade óptica. v_{micro} é o valor mais provável deste campo de movimentos que induz mudanças Doppler para os fótons.

O código MOOG nos permite variar a abundância do elemento em questão, para encontrar aquela que melhor reproduz o perfil da linha de absorção analisada no espectro observado. Outras informações são consideradas pelo MOOG tais como lista de moléculas e íons considerados no equilíbrio dissociativo molecular, padrão químico da própria estrela tomado como relativo ao Sol ou não, coeficiente de escurecimento de limbo, modo de cálculo das constantes de amortecimento das transições, passo em lambda para o cálculo do espectro teórico, intervalo em lambda para o cálculo da opacidade local segundo às linhas vizinhas, aproximação para o cálculo da opacidade do contínuo, cálculo em separado ou não para modelar o perfil de linhas atômicas intensas (não foi aplicado o cálculo específico neste trabalho) e fatores de ajuste fino das escalas de comprimento de onda de repouso e fluxo do espectro observado. A Figura 4.2 mostra um arquivo de entrada do código com a explicação de cada linha.

A abundância química resultante para um dado elemento é obtida a partir do melhor ajuste de síntese espectral entre o espectro observado e os espectros sintéticos computados para uma absorção espectral sensível à variação da abundância do elemento. MOOG sugere/adota o uso da figura de mérito RMS¹ para encontrar o melhor ajuste para o perfil espectral de uma absorção (sinônimo de ajuste de síntese espectral). Adotamos o mesmo critério neste trabalho. Geralmente, na região do visível, trabalha-se com linhas atômicas relativamente isoladas do elemento químico de interesse e/ou conjunto de linhas moleculares de compostos químicos formados por tal elemento. O grau de isolamento de uma linha atômica assim como o grau de mistura de linhas moleculares próximas entre si também dependem da resolução espectral.

¹Root Mean Square. Em Português, raiz do valor quadrático médio, é uma medida estatística da magnitude da dispersão de uma quantidade variável. $x_{rms} = \sqrt{\frac{1}{n}(x_1^2 + x_2^2 + \dots + x_n^2)}$, onde x corresponde a diferença entre as variáveis e sua média.

Figura 4.2 - Exemplo de arquivo texto lido pelo MOOG para realização da síntese espectral.

```

synth
standard_out 'lixo.std' _____ Arquivo de saída padrão
summary_out 'lixo.sum' _____ Arquivo de saída com as abundâncias calculadas
smoothed_out 'template_5000_6200.asc' _____ Arquivo de saída com os espectros sintéticos gerados
model_in 'vesta.mod' _____ Modelo de atmosfera utilizado
lines_in 'CHax_f1.000_C2da_Vald_7453_7483.dat' _____ Lista de linha utilizado
obspectrum 5 _____ 5 indica que o espectro observado deve estar no
observed_in 'vesta.asc' _____ Espectro observado
terminal 'x11' _____ Indica o tipo de interface utilizada
strong 0 _____ Usar arquivo de linhas fortes (0:não; 1:sim)
stronglines_in 'stronglines.dat' _____ Arquivo de linhas fortes
atmosphere 1 _____ Como o arquivo de atmosfera deve ser mostrado (1 informações básicas)
molecules 1 _____ Aplica equilíbrio molecular
trudamp 1 _____ Mostra o cálculo detalhado do amortecimento para transições moleculares
lines 1 _____ Informações padrões de saída com relação à lista de linhas
flux/int 0 _____ Indica a realização do cálculo de fluxo integrado
units 0
damping 0 _____ Indica a utilização da aproximação Unsold
opacit 0 _____ Indica que não há aplicação de fator de correção para este caso
abundances 1 1 _____ Abundância calculada, neste caso é feita apenas um espectro sintético
6 0.0 _____ Número atômico do elemento que se deseja sintetizar; variação da
synlimits _____ Limite para o cálculo da síntese espectral
7453.0 7483.0 0.010 0.500 _____ Valores iniciais e finais nos eixos X e Y, respectivamente
iraf 1 _____ Criar um arquivo de saída que pode ser lido pelo iraf (0: não, 1: sim)
iraf_out 'lixo.rtext' _____ Nome do arquivo de saída
freeform 1
plot 2
plotpars 1 _____ Criação de um plot com os parâmetros específicos
7453.00 7483.00 0.00 1.05 _____ Limites para a criação do plot
0.00 0.0 0.0 1.000 _____ Na ordem: correção em velocidade, comprimento de onda, aditiva e multiplicativa do espectro sintético
r 0.0876 1.80 0.607 3.60 0.0 _____ Na ordem: r:levar em consideração, largura gaussiana, vseni, escurecimento de limbo, velocidade
de macroturbulência, largura

```

4.2 Síntese espectral

Medimos a abundância do carbono por meio de absorções provocadas pelos sistemas CH A-X e C₂ Sistema Swan, e do nitrogênio por meio de absorções dos sistemas CN B-X e NH (deste apenas a cabeça de banda em 3360 Å).

Do ponto de vista fenomenológico, a cabeça de uma banda vibracional de um sistema eletrônico molecular é uma reunião de muitas linhas próximas entre si, as quais correspondem a transições entre dois níveis vibracionais quaisquer de dois estados eletrônicos distintos. Possuem em geral as maiores intensidades em comparação com as demais linhas da mesma transição vibracional e deixam de existir ao se aumentar ou diminuir o comprimento de onda (degradação ao vermelho e azul respectivamente). As linhas de transição vibracional-eletrônica de uma cabeça de banda, de fato, correspondem às transições de energia envolvendo os menores números quânticos rotacionais.

A partir das listas de linhas atômicas e moleculares da base Viena Atomic Line Database (VIENNA..., 2016) e Kurucz (KURUCZ, 2016), respectivamente, criamos espectros sintéticos para cada região de absorção molecular, que muitas vezes é composta por mais de uma linha molecular, justificando a necessidade do uso da síntese

espectral. Após criar o espectro sintético, o comparamos com o espectro observado de cada estrela, tanto na janela de absorção, quanto nas janelas de contínuos. Se o espectro observado não estiver exatamente em comprimento de onda de repouso, uma correção residual em velocidade radial é obtida via correlação cruzada entre o espectro observado e o sintético. Para os espectros da amostra de pares de estrelas de [Carlos \(2015\)](#) utilizamos a ferramenta "*fxcor*" do IRAF (Imagem Reduction and Analysis Facility), e para os espectros das estrelas da amostra de [Takeda et al. \(2005\)](#) outro procedimento é explicado mais adiante.

Utilizamos como referência o espectro solar para fazer uma calibração em fluxo usando um ou dois contínuos locais, em seguida calibramos a força de oscilador f da transição eletrônica, que usualmente é disponibilizada por bancos de linhas/transições já multiplicado pelo peso estatístico inferior da transição g (gf). O valor final ou efetivo de gf é derivado utilizando o espectro do Sol, cujos parâmetros fotosféricos, composição química, velocidade de rotação e macroturbulência são bem conhecidos. A seguinte expressão fornece a relação aproximada esperada entre o valor teórico do gf e o valor calibrado. ([CARLOS, 2015](#)):

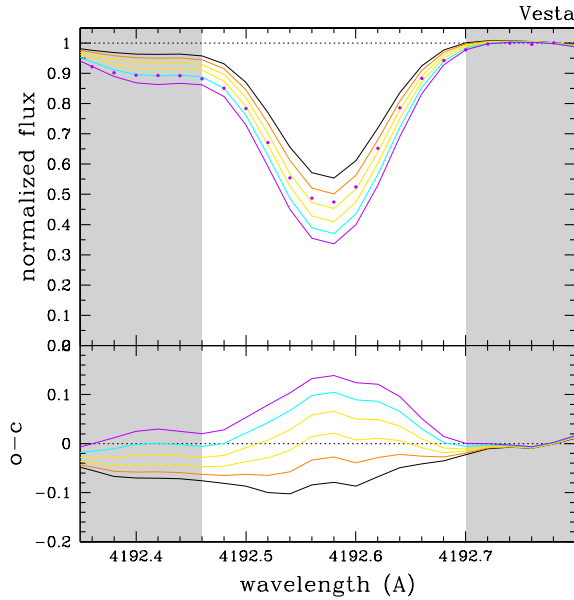
$$gf_{cal} = \frac{(1 - F_{obs})gf_{teo}}{(1 - F_{sin})} \quad (4.1)$$

F_{obs} é o fluxo observado no centro da linha e F_{sin} o fluxo do espectro sintético no mesmo ponto.

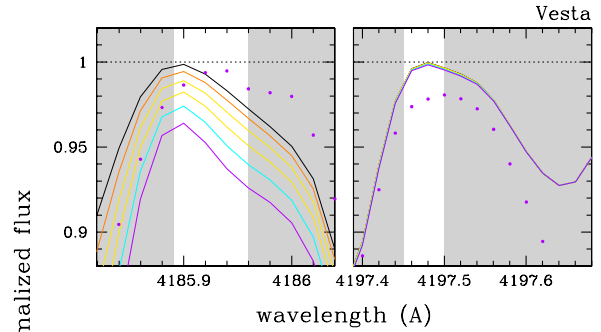
A Figura 4.3a mostra a linha molecular CH A-X 4192 Å no espectro solar. Na parte superior da figura (a) temos em pontilhado o espectro observado e as 6 linhas contínuas são os espectros sintéticos variando a abundância em 0,01 dex do carbono. Na parte inferior da figura (a) mostra as diferenças em fluxo normalizado entre o espectro observado e cada sintético. A Figura 4.3b mostra os contínuos locais selecionados para cada absorção molecular. A Figura 4.3c mostra o resultado do ajuste em RMS feito para cada espectro sintético com relação ao observado, fornecendo o valor ótimo da abundância elemental medida em unidade logarítmica (dex) a partir do valor mínimo de RMS, que é fornecido pela curva ajustada no plano RMS vs. $[X/Fe]$ por meio de um polinômio de grau 5.

O mesmo processo foi realizado para todas as linhas moleculares selecionadas, fazendo o ajuste no fluxo para depois ser realizado o ajuste em gf das linhas atômicas. As Figura de 4.3 a 4.20 ilustram estes ajustes para as demais linhas moleculares.

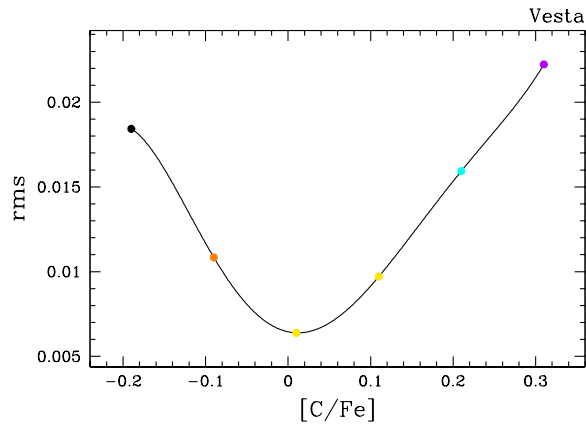
Figura 4.3 - Calibração ao Sol da linha CH A-X 4192,58 Å. (a) no painel superior, espectros sintéticos (linhas coloridas) e espectro observado (pontos em lilás) em lambda de repouso e fluxo normalizado tendo o intervalo espectral da linha analisada delimitado por áreas em cinza, e no painel inferior, diferenças em fluxo entre o espectro observado (O) e cada espectro sintético (C). (b) Representa duas regiões espectrais estreitas para o ajuste automático do contínuo local em escala de fluxo (ou pseudocontínuo em alguns casos), sendo preferencialmente um à esquerda da linha molecular e outro à direita. (c) gráfico RMS vs. [X/Fe] mostrando um ajuste polinomial aos 6 pontos que representam as 6 comparações de síntese espectral observado-sintético calculadas dentro da janela da linha; parâmetros fotosféricos são também listados bem como o RMS mínimo e a abundância medida simultaneamente nas escalas [X/Fe] e [X/H] (neste caso X=C).



((a))

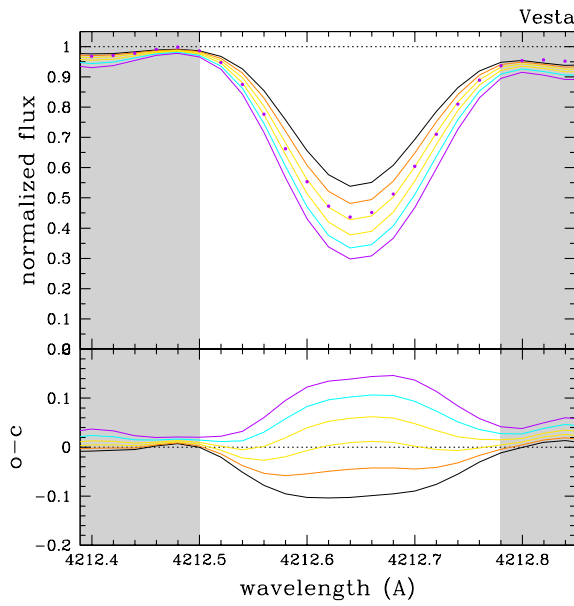


((b))

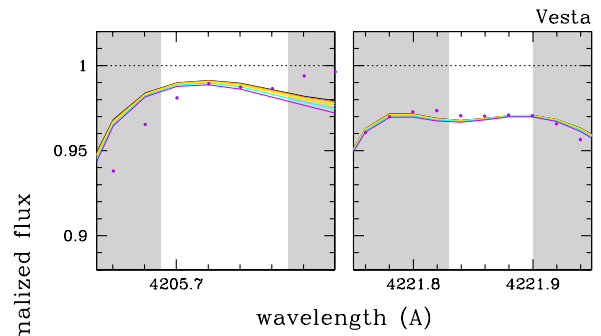


$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[C/H] = 0.01$
 $\log(g) = 4.44$ $[Fe/H] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[C/Fe] = 0.01$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $\text{rms}_{\text{min}} = 0.0064$

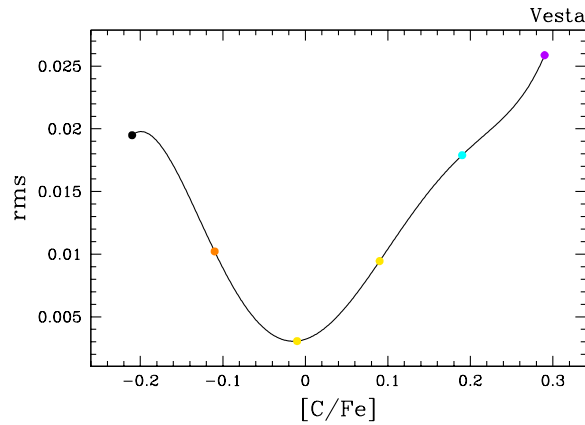
Figura 4.4 - Calibração ao Sol da linha CH A-X 4212,65 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



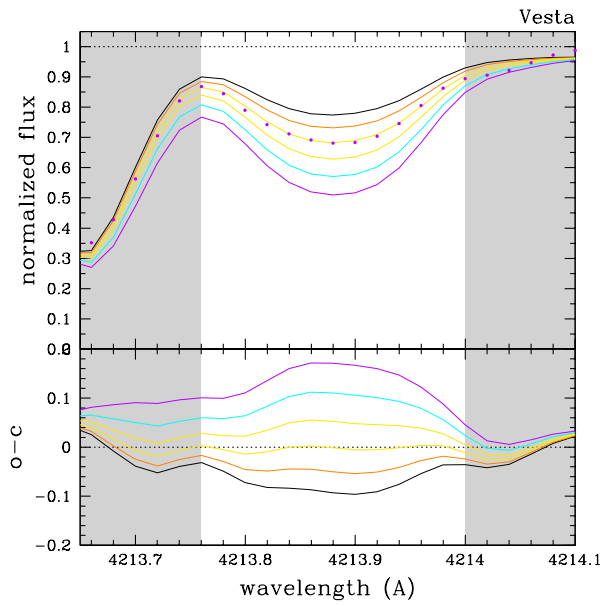
((b))



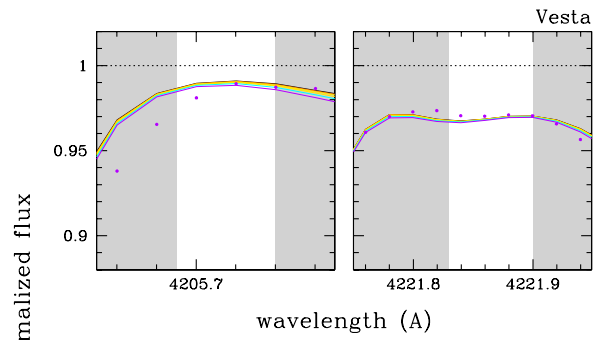
$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[\text{C}/\text{H}] = -0.01$
 $\log(g) = 4.44$ $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[\text{C}/\text{Fe}] = -0.01$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $\text{rms}_{\text{min}} = 0.0030$

((c))

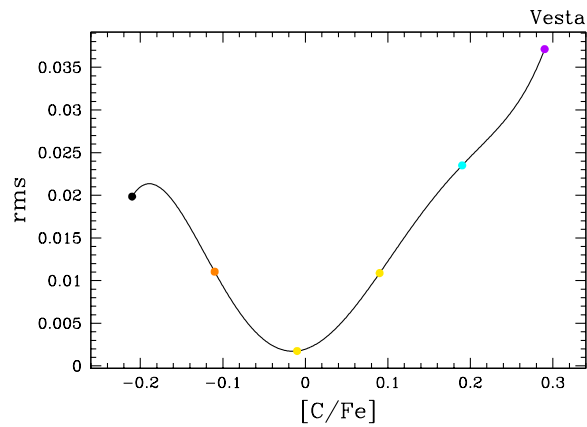
Figura 4.5 - Calibração ao Sol da linha CH A-X 4213,87 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



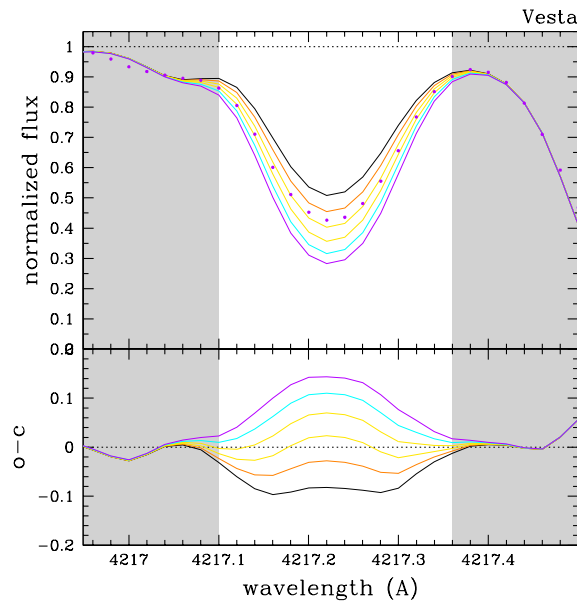
((b))



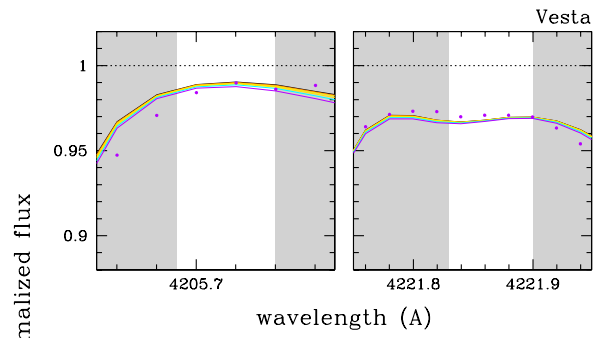
$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[\text{C}/\text{H}] = -0.01$
 $\log(g) = 4.44$ $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[\text{C}/\text{Fe}] = -0.01$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $\text{rms}_{\text{min}} = 0.0017$

((c))

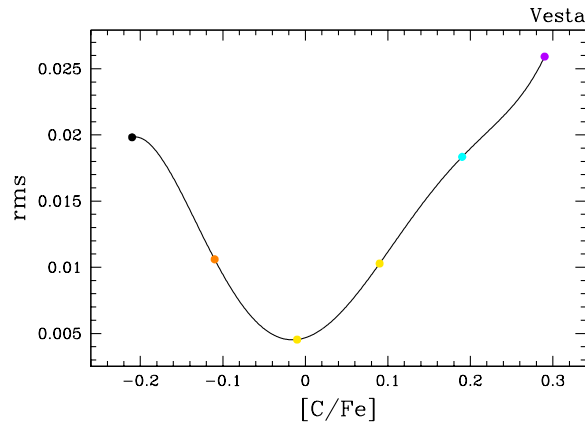
Figura 4.6 - Calibração ao Sol da linha CH A-X 4217,24 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



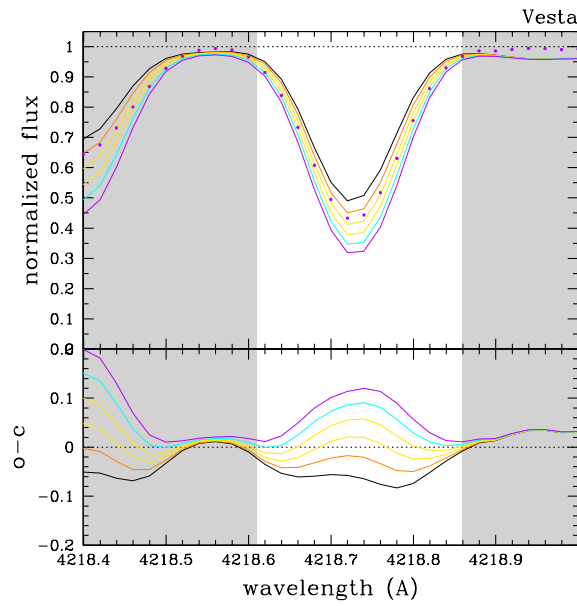
((b))



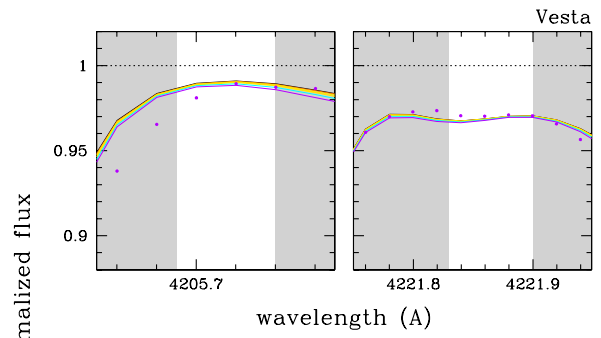
$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[\text{C}/\text{H}] = -0.01$
 $\log(g) = 4.44$ $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[\text{C}/\text{Fe}] = -0.01$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $\text{rms}_{\text{min}} = 0.0045$

((c))

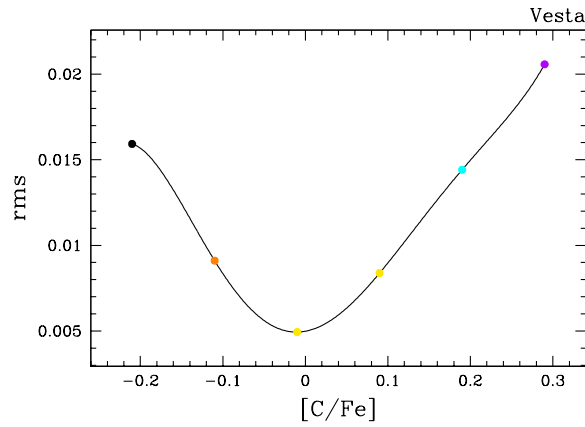
Figura 4.7 - Calibração ao Sol da linha CH A-X 4218,74 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



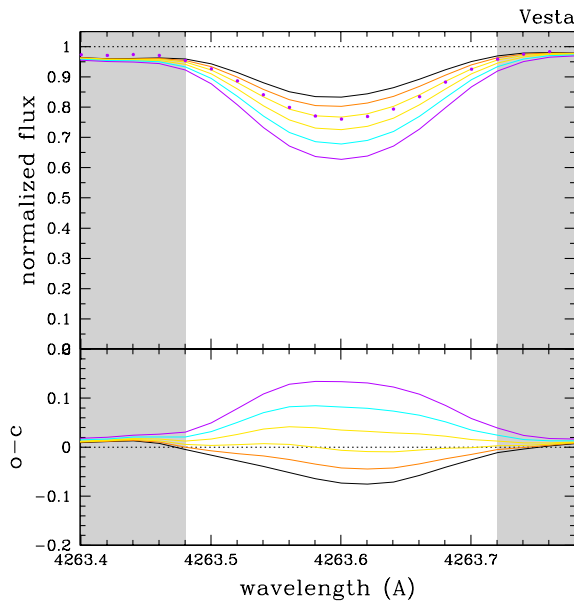
((b))



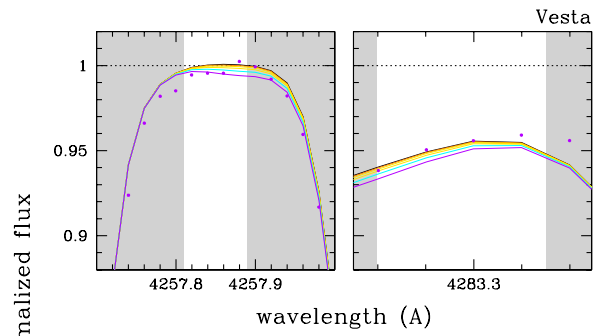
$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[\text{C}/\text{H}] = -0.01$
 $\log(g) = 4.44$ $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[\text{C}/\text{Fe}] = -0.01$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $\text{rms}_{\text{min}} = 0.0049$

((c))

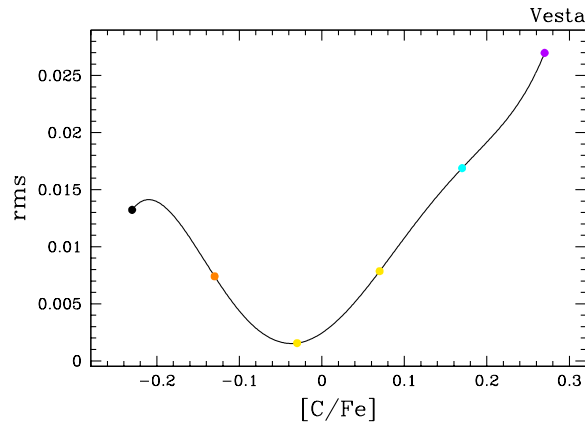
Figura 4.8 - Calibração ao Sol da linha CH A-X 4263,61 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



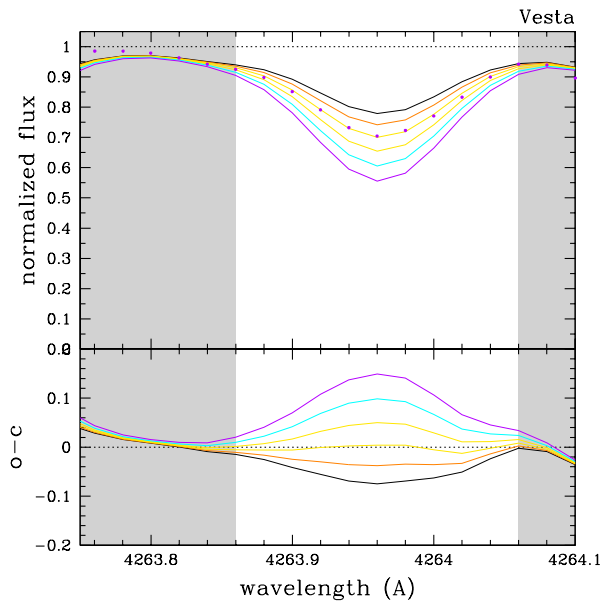
((b))



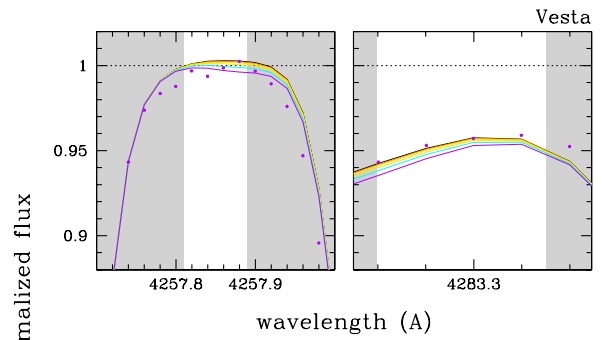
$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[\text{C}/\text{H}] = -0.04$
 $\log(g) = 4.44$ $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[\text{C}/\text{Fe}] = -0.04$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $\text{rms}_{\text{min}} = 0.0015$

((c))

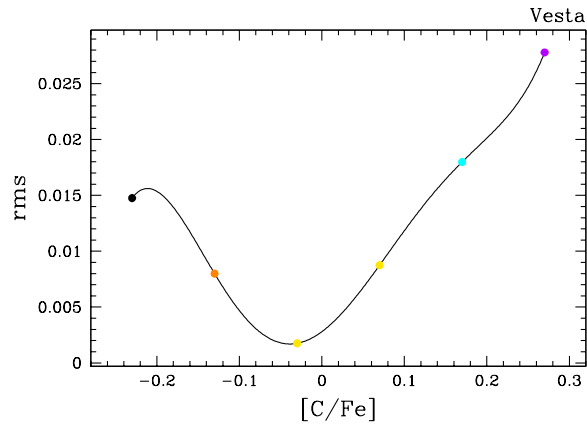
Figura 4.9 - Calibração ao Sol da linha CH A-X 4263,97 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



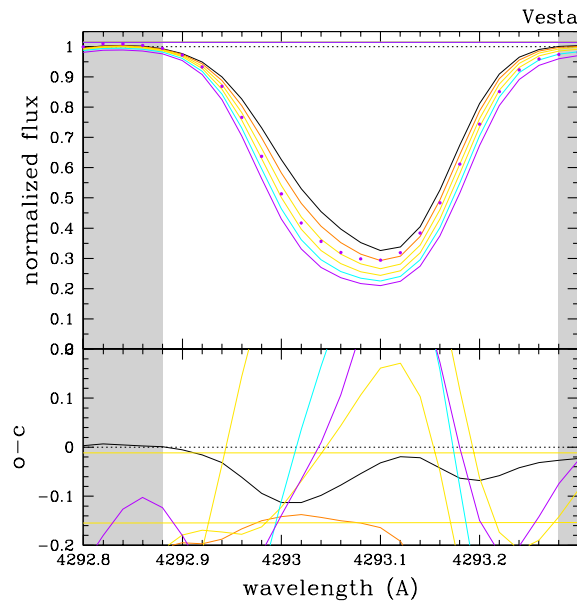
((b))



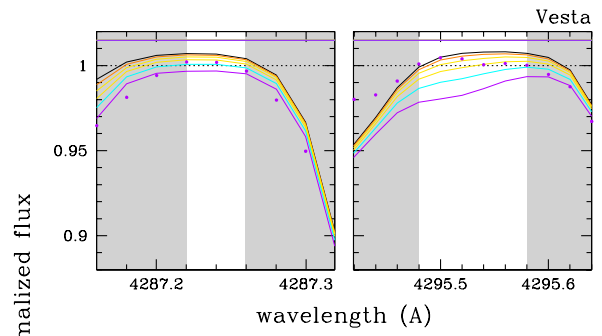
$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[\text{C}/\text{H}] = -0.04$
 $\log(g) = 4.44$ $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[\text{C}/\text{Fe}] = -0.04$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $\text{rms}_{\text{min}} = 0.0017$

((c))

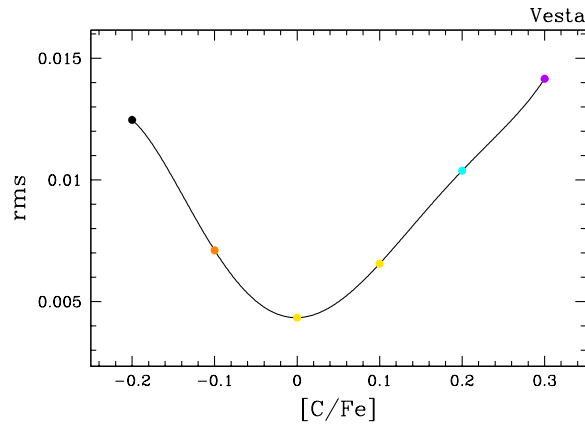
Figura 4.10 - Calibração ao Sol da linha CH A-X 4292,80 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



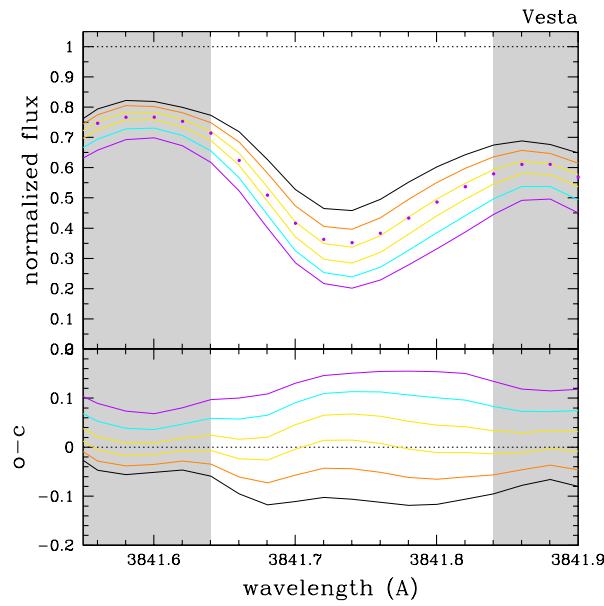
((b))



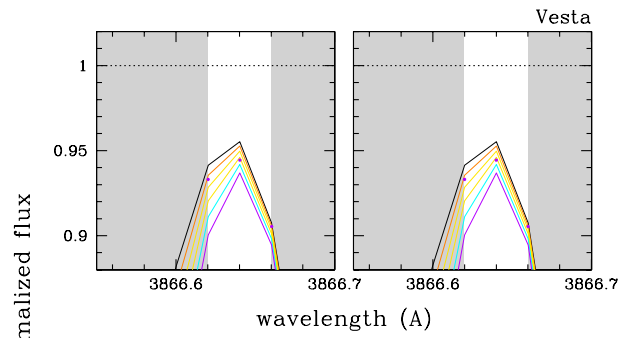
$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[\text{C}/\text{H}] = 0.00$
 $\log(g) = 4.44$ $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[\text{C}/\text{Fe}] = 0.00$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $\text{rms}_{\text{min}} = 0.0043$

((c))

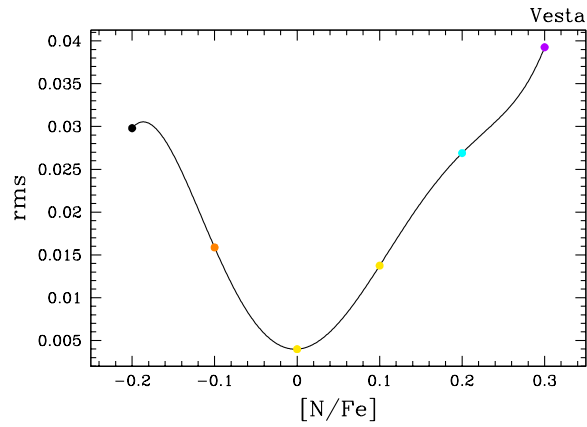
Figura 4.11 - Calibração ao Sol da linha CN B-X 3841,72 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



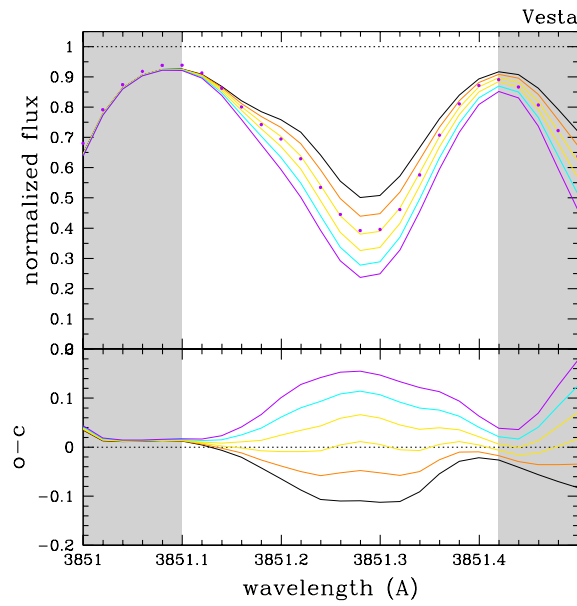
((b))



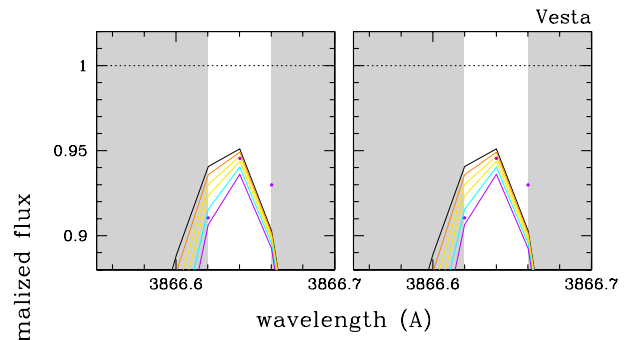
$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[N/H] = 0.00$
 $\log(g) = 4.44$ $[Fe/H] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[N/Fe] = 0.00$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $rms_{\text{min}} = 0.0040$

((c))

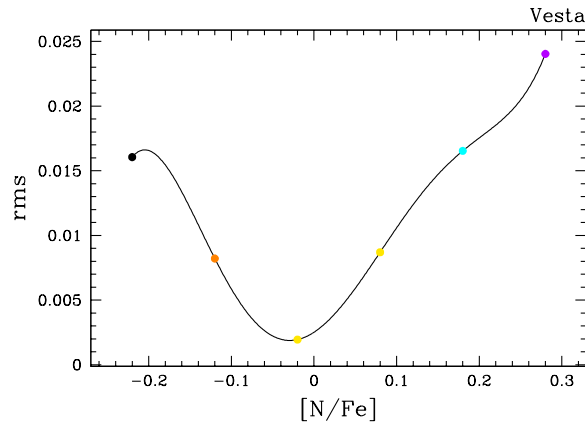
Figura 4.12 - Calibração ao Sol drelaçãoa linha CN B-X 3851,26 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



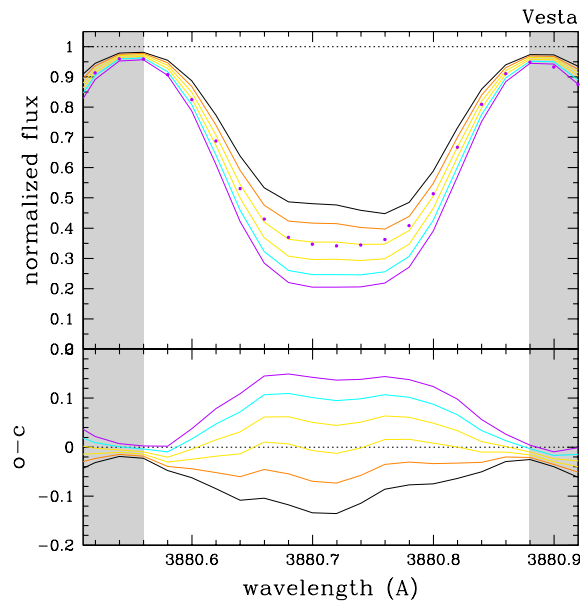
((b))



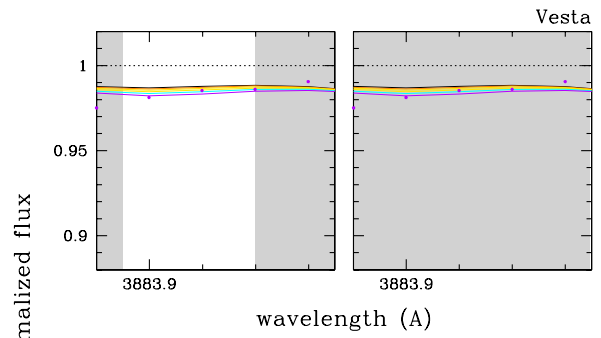
$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[N/H] = -0.03$
 $\log(g) = 4.44$ $[Fe/H] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[N/Fe] = -0.03$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $rms_{\text{min}} = 0.0019$

((c))

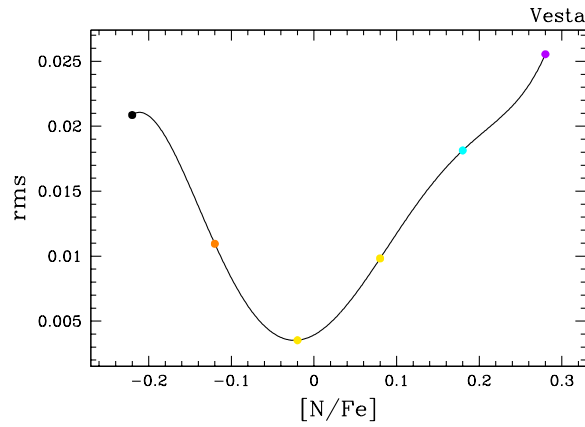
Figura 4.13 - Calibração ao Sol da linha CN B-X 3880,35 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



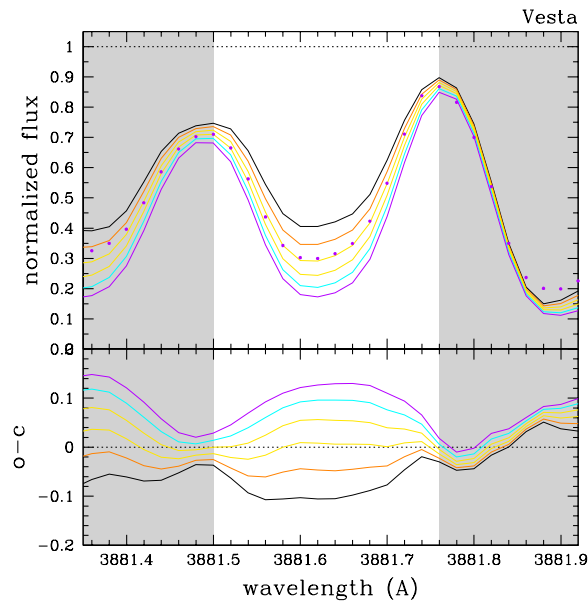
((b))



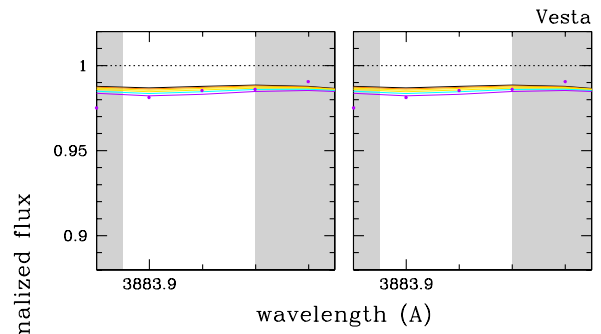
$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[N/H] = -0.02$
 $\log(g) = 4.44$ $[Fe/H] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[N/Fe] = -0.02$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $rms_{\text{min}} = 0.0035$

((c))

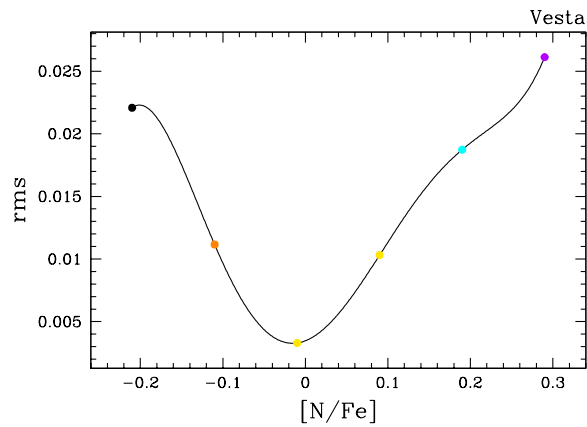
Figura 4.14 - Calibração ao Sol da linha CN B-X 3880,70 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



((b))

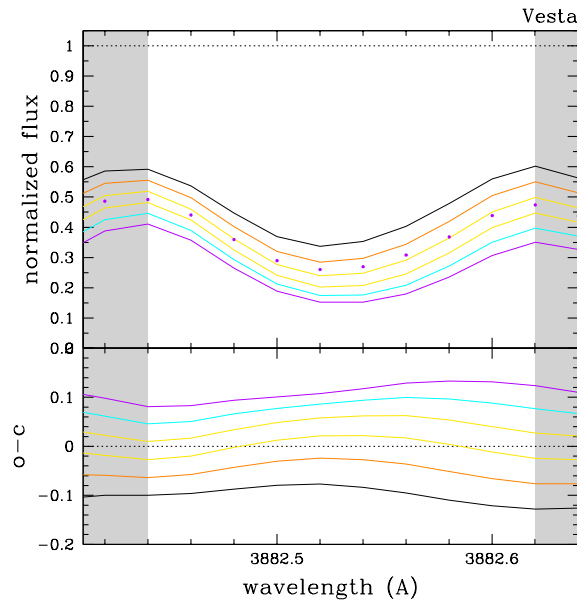


$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[N/H] = -0.01$
 $\log(g) = 4.44$ $[Fe/H] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[N/Fe] = -0.01$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $rms_{\text{min}} = 0.0033$

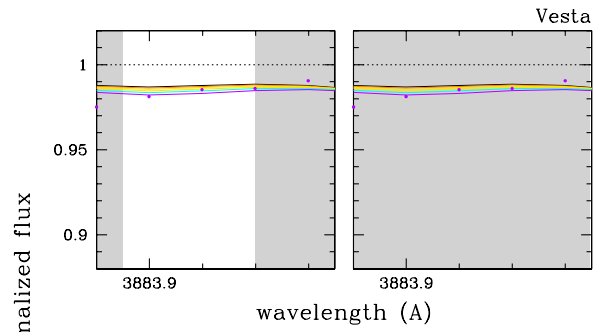
((c))

ção de dados baseada em 2 desvios padrão da média foi aplicada por da Silva et al. (2015) a todas distribuições de $[X/H]$ a fim de eliminar dados discrepantes.

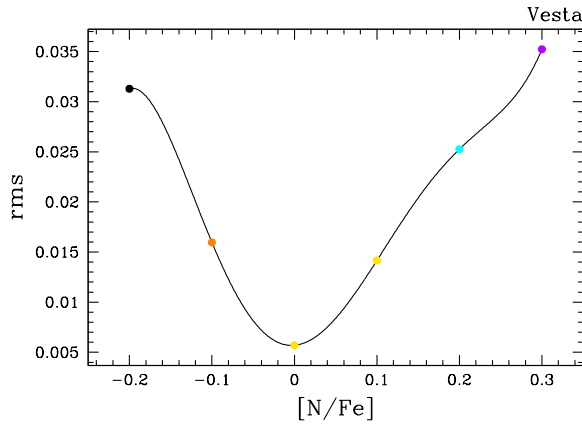
Figura 4.15 - Calibração ao Sol da linha CN B-X 3881,01 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



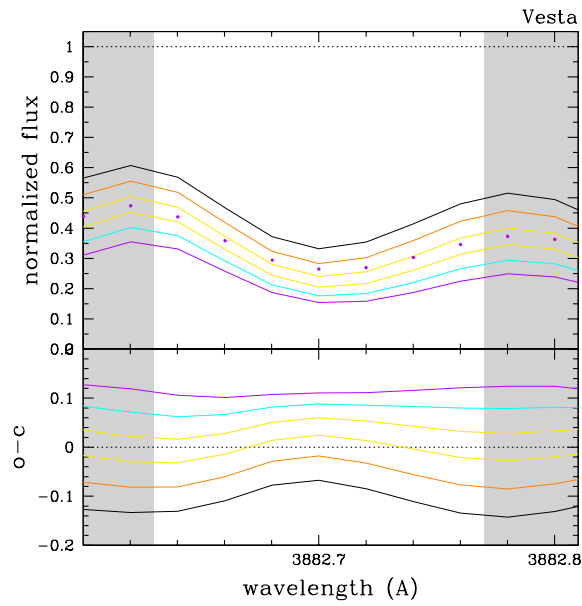
((b))



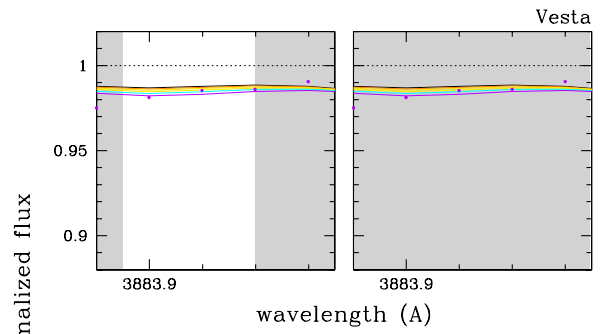
$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$	$[N/H] = 0.00$
$\log(g) = 4.44$	$[Fe/H] = 0.00$
$v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$	$[N/Fe] = 0.00$
$v_{\text{sin}(i)} = 1.75 \text{ km/s}$	$\text{rms}_{\text{min}} = 0.0057$

((c))

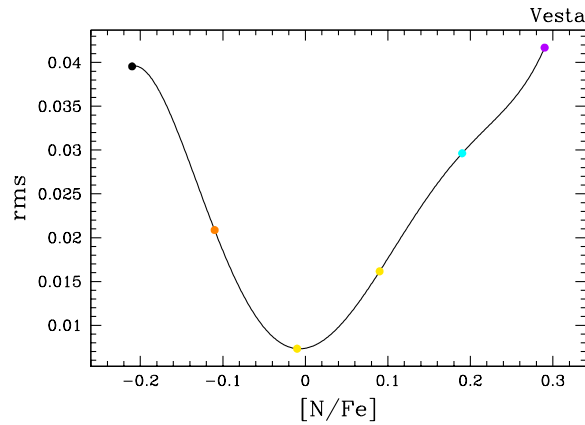
Figura 4.16 - Calibração ao Sol da linha CN B-X 3881,60 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



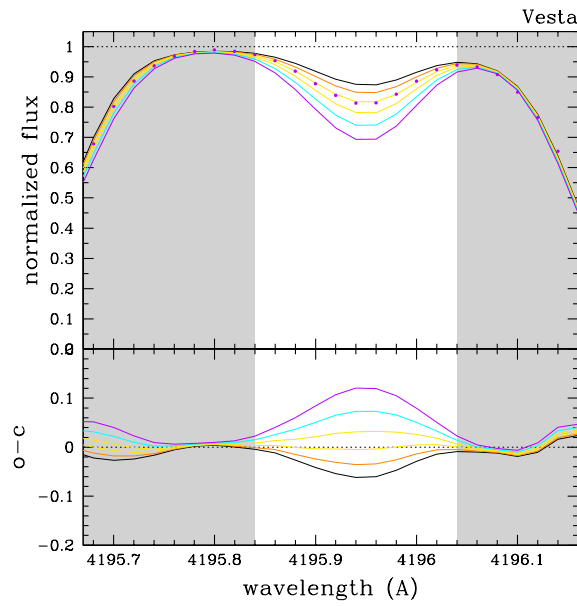
((b))



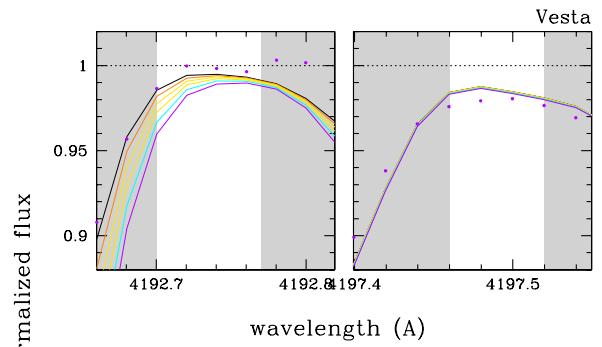
$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[N/H] = -0.01$
 $\log(g) = 4.44$ $[Fe/H] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[N/Fe] = -0.01$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $rms_{\text{min}} = 0.0073$

((c))

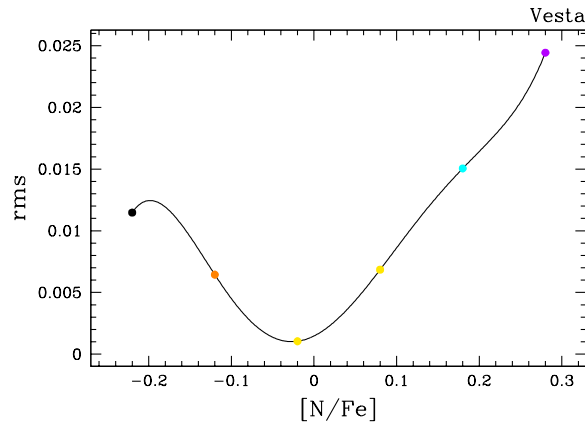
Figura 4.17 - Calibração ao Sol da linha CN B-X 4195,92 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



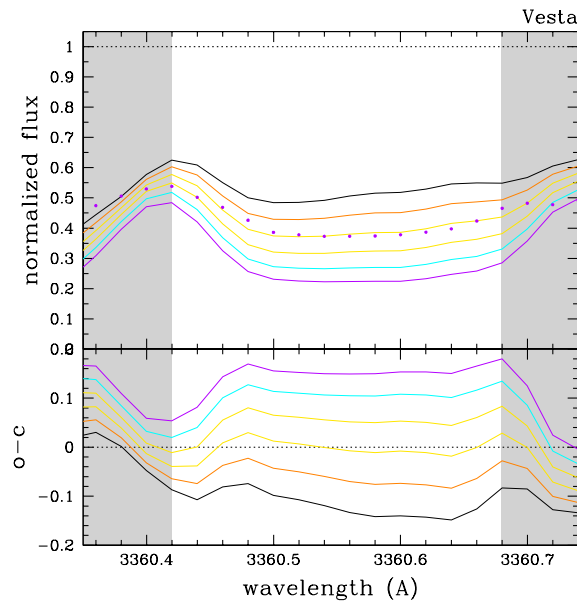
((b))



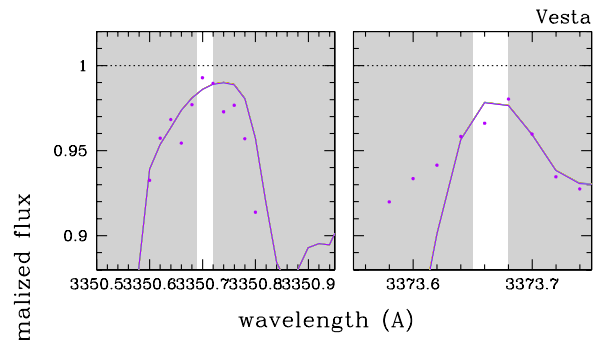
$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[N/H] = -0.03$
 $\log(g) = 4.44$ $[Fe/H] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[N/Fe] = -0.03$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $\text{rms}_{\text{min}} = 0.0010$

((c))

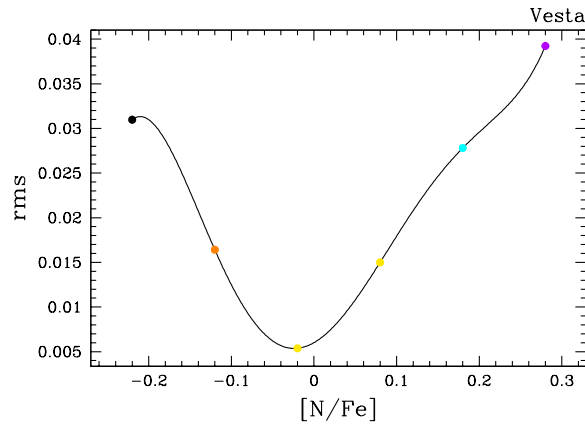
Figura 4.18 - Calibração ao Sol da linha NH A-X 3360,00 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



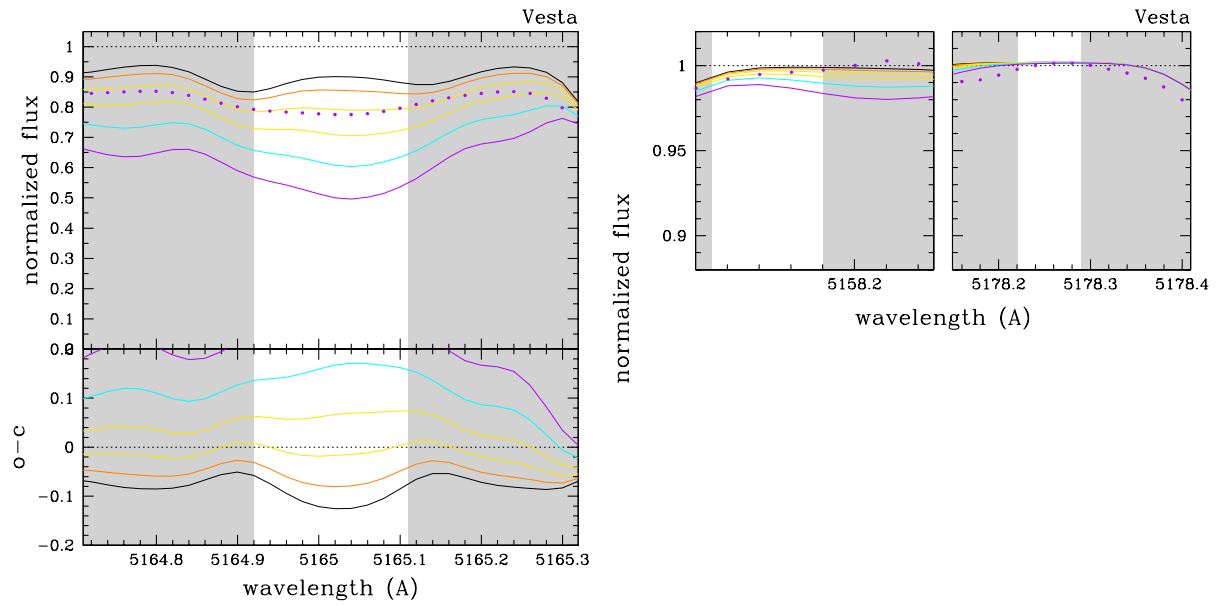
((b))



$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[N/H] = -0.02$
 $\log(g) = 4.44$ $[Fe/H] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[N/Fe] = -0.02$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $rms_{\text{min}} = 0.0054$

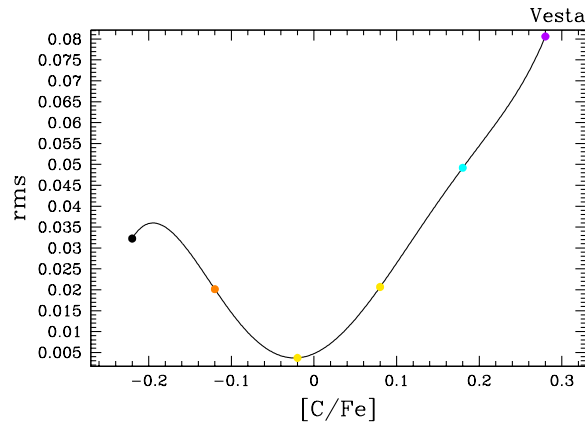
((c))

Figura 4.19 - Calibração ao Sol da linha C_2 D-X 5165,00 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))

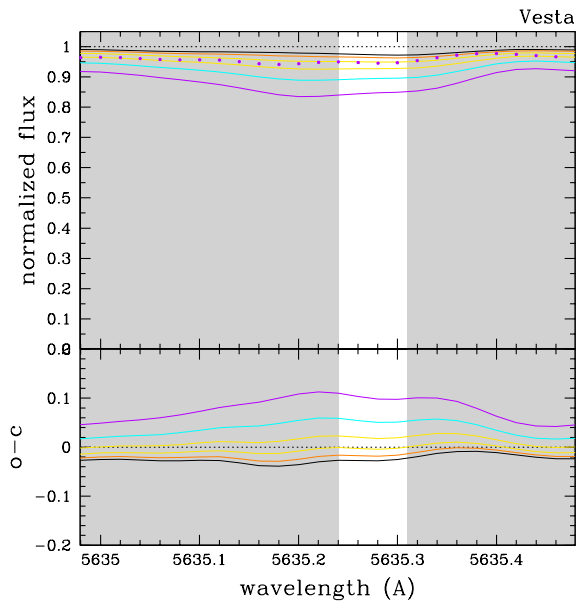
((b))



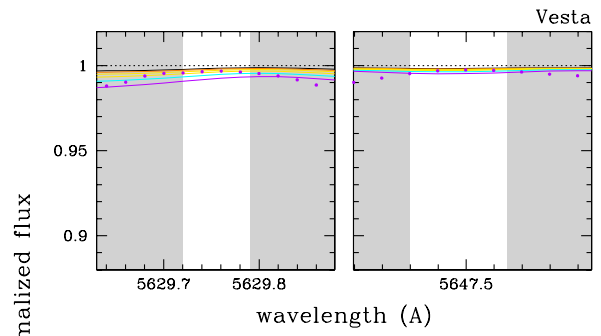
$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[C/H] = -0.02$
 $\log(g) = 4.44$ $[Fe/H] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[C/Fe] = -0.02$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $rms_{\text{min}} = 0.0037$

((c))

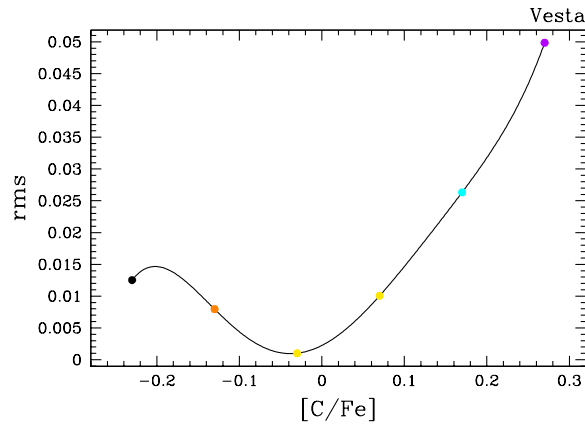
Figura 4.20 - Calibração ao Sol da linha C_2 D-X 5635,00 Å. Painéis, legendas e notações idem à Figura 4.3.



((a))



((b))



$T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ $[C/H] = -0.04$
 $\log(g) = 4.44$ $[Fe/H] = 0.00$
 $v_{\text{macro}} = 3.30 \text{ km/s}$ $[C/Fe] = -0.04$
 $v.\sin(i) = 1.75 \text{ km/s}$ $rms_{\text{min}} = 0.0010$

((c))

Obtidas as listas de linhas de absorção da região estudada, feitas as calibrações para cada linha tendo o Sol como referência, de posse dos parâmetros estelares fundamentais e daqueles relativos ao alargamento adicional, podemos utilizar o script Python fornecido gentilmente pelo Dr. Ronaldo da Silva e aperfeiçoado/adaptado neste trabalho, para determinar a abundância individuais do C e N em cada estrela da amostra. Este script "*Python*" interage com o código MOOG e gerando seis espectros sintéticos, perfaz comparações deles com o espectro observado na região de estudo e, por fim, dispõe graficamente o RMS de cada comparação observado-sintético como função da abundância elemental (mais especificamente em função da razão de abundâncias $[X/Fe]$ que por definição é igual a $[X/H] - [Fe/H]$ (demonstração no anexo A), sabendo-se que $[Fe/H]$ não varia no cálculo de síntese espectral para cada estrela da amostra). Como dito anteriormente, a melhor solução para a abundância elemental é dada pelo mínimo de um polinômio de quinto grau de ajuste aos pontos RMS vs. $[X/Fe]$. No caso específico da calibração ao Sol (ou ao espectro solar), os *gfs* das linhas espectrais são ajustados para fornecer a melhor reprodução do espectro observado bem como para resultar em $[X/Fe]=0$ (que também significa $[X/H]=0$), obviamente dentro de um certo critério de convergência aceitável como um erro ou diferença de até $\pm 0,02-0,04$ dex em média; visto que o erro típico final ao se medir $[X/H]$ é de 0,04 dex para linhas do CH A-X e C₂ D-X e varia entre 0,04 e 0,05 dex para linhas do CN B-X e NH A-X. O programa realiza a confecção dos gráficos da linha de absorção, dos contínuos e do RMS.

4.3 Normalização espectral e velocidades de rotação e de macroturbulência para estrelas da amostra de Takeda

Os espectros fornecidos gentilmente por Takeda estão divididos em 4 grupos como já listados no Capítulo 3. Todos os espectros se encontram reduzidos, porém apenas 3 estão com os espectros normalizados. Para normalizar os espectros foi desenvolvido durante o trabalho de mestrado junto com o estudante de doutorado em Astrofísica do INPE Marcos Antonio Fonseca Faria um código em "*Python*" que realiza a normalização dos espectros utilizando polinômios para ajustar um contínuo de normalização. Como cada espectro é composto por 33 ordens *echelle*, após a divisão do polinômio, foi preciso juntar cada ordem. Percebemos que as ordens se sobrepõem, e que o melhor ajuste se dava no meio da ordem. Logo utilizamos apenas a melhor parte de cada ordem, fazendo uma junção simples entre elas, obtendo assim um único espectro de 3900 Å a 5100 Å. Logo não foi possível usar todas as linhas citadas anteriormente. Para os sistemas CH A-X C₂ D-A foi possível usar todas as linhas citadas, porém para o sistema CN B-X foi possível utilizar apenas uma linha em 4195,92 Å e não foi possível utilizar a linha em 3360 Å do NH A-X, devido a cobertura espectral.

Para este grupo de estrelas foi necessário obter alguns parâmetros como velocidade de macroturbulência e velocidade de rotação da estrela ($v \sin i$). Para obter a velocidade de macroturbulência utilizamos a seguinte equação:

$$v_{macro} = v_{macro}^{Sol} - 0,0070T_{ef} + 9.2422.10^{-7}T_{ef}^2 - 1,81(\log g - 4,44) + 9,95. \quad (4.2)$$

A relação dada pela Equação 4.2 leva em consideração a temperatura efetiva e a gravidade superficial da estrela e foi obtida do trabalho de Santos et al. (2016). Obtida a velocidade de macroturbulência, o próximo passo foi encontrar a velocidade de rotação. Para isto utilizamos duas linhas isoladas do ferro e o código MOOG para determinar de forma interativa o $v \sin i$ para cada estrela.

O alargamento rotational leva em consideração uma lei de escurecimento de limbo para a emissão fotosférica, que no caso do código MOOG é dada por uma relação linear como mostrado pela Equação 4.3, onde $I(\theta)$ é a intensidade ou fluxo em função do ângulo θ , que varia de 0° (centro do disco) a 90° (borda do disco), e u é o coeficiente linear de escurecimento. Neste trabalho, adotamos um valor único de

0,6 para u , o qual é representativo para estrelas de tipo solar.

$$\frac{I(\theta)}{I(\theta = 0)} = (1 - u) + u \cdot \cos(\theta) \quad (4.3)$$

A Figura 4.21 representa a região das duas linhas de Fe I, 5855,08 Å e 5856,09 Å, da estrela HD010697. Conhecida a velocidade de macroturbulência, o escurecimento de limbo, e o alargamento Gaussiano instrumental, podemos determinar o $v \sin i$ para o melhor ajuste das linhas do espectro sintético em relação ao observado. A figura mostra os valores para cada termo citado. A Tabela 4.3 mostra os valores encontrados para cada estrela.

Figura 4.21 - Linhas do Fe I, 5855,08Å e 5856,09Å, usadas para a determinação do alargamento dado pela velocidade de rotação projetada na linha de visada (cujos gf são calibrados para o Sol).

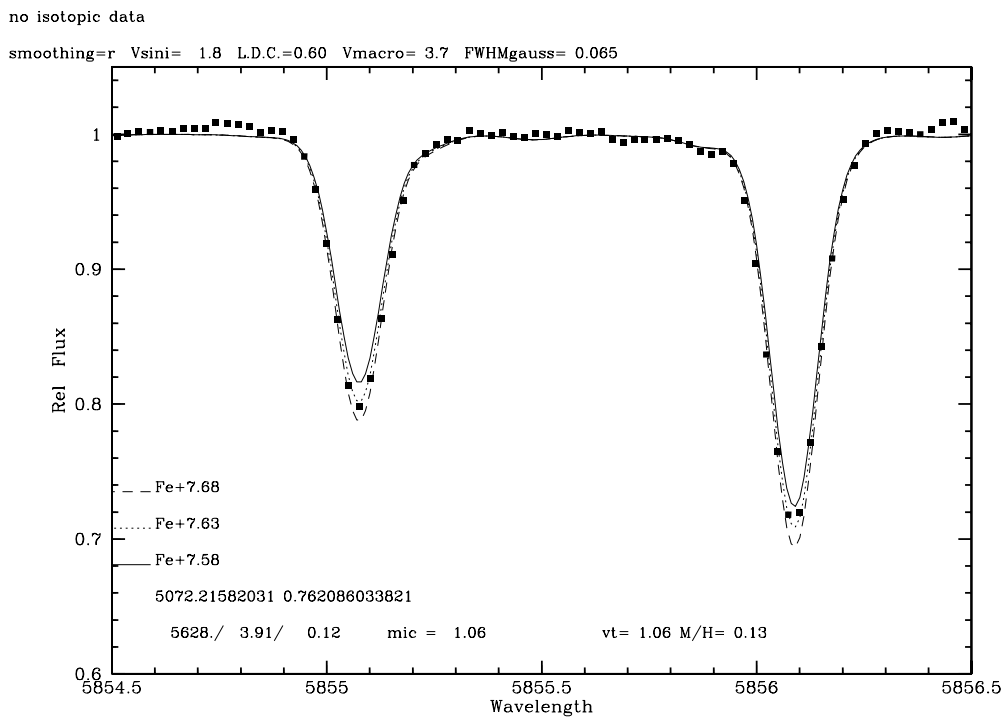


Tabela 4.3 - Tabela com os valores de v_{macro} e $v(i)$ para as estrelas da amostra Takeda.

Estrela	v_{macro} $km.s^{-1}$	$v.(i)$ $km.s^{-1}$
HD000400	5,49	3,5
HD006582	1,64	0,2
HD009826	5,25	8,5
HD010697	3,70	1,8
HD010700	1,65	1,4
HD010780	1,76	2,1
HD016141	3,84	1,0
HD016895	5,84	7,8
HD018803	2,84	1,0
HD019994	5,56	8,0
HD022049	0,91	3,5
HD030562	4,39	3,3
HD033636	3,81	1,3
HD038529	3,56	3,6
HD050554	4,34	4,3
HD052265	4,96	2,9
HD061421	7,00	1,2
HD067228	4,43	2,1
HD069830	1,96	1,6
HD075732	1,56	3,1
HD082943	4,15	1,1
HD089744	5,85	7,8
HD095128	3,91	1,1
HD099491	2,40	1,5
HD102870	5,20	1,0
HD103095	0,59	1,6
HD104304	2,55	1,0
HD109358	3,20	1,0
HD117176	3,38	1,2
HD120136	6,40	14,0
HD121370	5,86	11,2
HD134987	3,34	1,9
HD143761	3,80	1,1
HD145675	1,75	2,5
HD182572	3,13	1,8
HD186408	3,52	1,6
HD186427	3,32	2,2
HD195019	3,50	0,5
HD196755	4,26	3,4
HD210277	2,53	2,5
HD217014	3,51	1,1
HD217107	3,03	1,2

5 ANÁLISE DE ERROS

A fim de estimarmos o erro global/final na abundância elemental determinada, precisamos considerar a propagação dos erros nos três principais parâmetros fotosféricos e do erro do método de síntese espectral em si para cada absorção analisada.

Os parâmetros fotosféricos e seus erros são conhecidos para as estrelas de ambas as amostras estudadas, os quais juntos $(T_{ef}, \log g, [\text{Fe}/\text{H}], v_{micro})$ caracterizam o modelo de atmosfera de cada estrela. Ao perturbamos um modelo de atmosfera representativo para cada amostra de estrelas levando em conta erros médios dos parâmetros principais $T_{ef}, \log g, [\text{Fe}/\text{H}]$, obtivemos um conjunto de 6 modelos: $(T_{ef} \pm e_{T_{ef}}, \log g, [\text{Fe}/\text{H}], v_{micro})$, $(T_{ef}, \log g \pm e_{\log g}, [\text{Fe}/\text{H}], v_{micro})$, e $(T_{ef}, \log g, [\text{Fe}/\text{H}] \pm e_{[\text{Fe}/\text{H}]}, v_{micro})$. Cada modelo de atmosfera perturbado é usado para realizar uma nova medida de abundância elemental e, assim, estimar o erro propagado na abundância.

O erro em abundância elemental devido ao método de síntese espectral é estimado adotando-se uma linha específica selecionada de cada sistema eletrônico empregado: $\lambda 4212 \text{ \AA}$ do CH A-X e $\lambda 5165 \text{ \AA}$ do C_2 D-A para o carbono, e $\lambda 3360 \text{ \AA}$ do NH A-X e $\lambda 3841 \text{ \AA}$ do CN B-X para o nitrogênio.

O erro global ou final em abundância elemental $[X/H]$ é encontrado em quadratura a partir da soma dos erros devidos à propagação dos erros nos parâmetros fotosféricos considerados com o erro devido à síntese espectral em si. A Equação 5.1 representa tal soma quadrática de erros,

$$Erro[X/H] = \sqrt{(\Delta[X/H]_{T_{ef}})^2 + (\Delta[X/H]_{\log g})^2 + (\Delta[X/H]_{Fe/H})^2 + (\Delta[X/H]_{síntese})^2}. \quad (5.1)$$

Escolhemos uma estrela como referência, HD181720 da amostra de Carlos (2015) para fazermos a estimativa dos erros nas abundâncias do C e N, por apresentar uma temperatura, gravidade superficial e metalicidade média. Para a temperatura a variação foi de $\pm 25 K$, para a gravidade superficial $\pm 0,1 \text{ dex}$ e a metalicidade $0,01 \text{ dex}$. Estes valores correspondem à média dos erros nos parâmetros fundamentais das setes estrelas deste conjunto.

As variações de abundância do carbono, na escala logarítmica, usando a linha $\lambda 4212 \text{ \AA}$ do CH A-X devido à propagação dos erros dos parâmetros fotosféricos

são fornecidas na Tabela 5.1.

Tabela 5.1 - Abundâncias resultantes do carbono devido a alterações nos parâmetros fotosféricos para o sistema CH A-X dado pela linha $\lambda 4212 \text{ \AA}$.

Parâmetro	Valor	[C/H] (dex)
Temperatura (K)	5697	-0,52
	5722	-0,53
	5747	-0,56
log(g)	3,94	-0,54
	4,04	-0,53
	4,14	-0,55
[Fe/H](dex)	-0,58	-0,54
	-0,59	-0,53
	-0,60	-0,54

A variação da abundância do carbono devido ao erro na temperatura ($\Delta[X/H]_{T_{ef}}$) foi de $\pm 0,02$ dex, na gravidade superficial ($\Delta[X/H]_{\log g}$) foi de $\pm 0,01$ dex e na metalicidade ($\Delta[X/H]_{Fe/H}$) foi de $\pm 0,01$ dex.

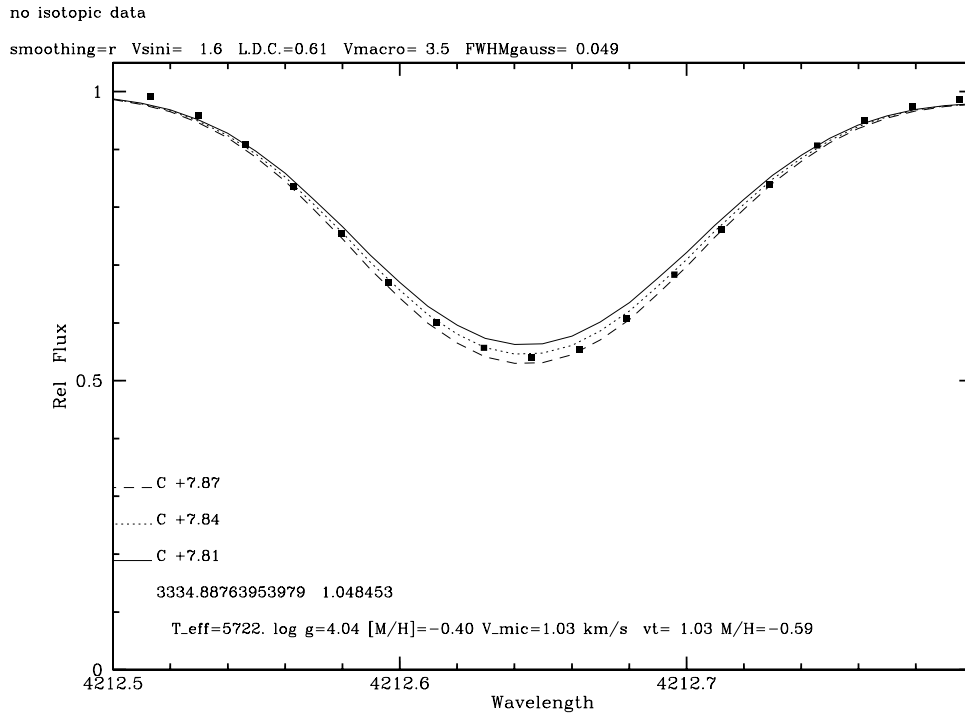
A Figura 5.1 apresenta a síntese espectral da linha $\lambda 4212 \text{ \AA}$ do CH A-X com intuito de se estimar o erro em abundância do carbono devido a esta técnica em si. O erro é dado pela variação mínima em [C/H], que são mostrados na figura para três espectros sintéticos, tendo como referência o espectro teórico em linha pontilhada (canto inferior esquerdo). Neste caso o erro encontrado em [C/H] é de $\pm 0,03$ dex. Usando a Equação 5.1 obtemos que o erro global para CH A-X é de $\pm 0,04$ dex.

As variações de abundância do carbono, na escala logarítmica, usando a linha $\lambda 3841 \text{ \AA}$ do CN B-X devido à propagação dos erros dos parâmetros fotosféricos são fornecidas na Tabela 5.2

A variação da abundância do nitrogênio devido ao erro na temperatura ($\Delta[X/H]_{T_{ef}}$) foi de $\pm 0,04$ dex, na gravidade superficial ($\Delta[X/H]_{\log g}$) foi de $\pm 0,01$ dex e na metalicidade ($\Delta[X/H]_{Fe/H}$) foi de $\pm 0,01$ dex.

A Figura 5.2 apresenta a síntese espectral da linha $\lambda 3841 \text{ \AA}$ do CN B-X, seguindo o mesmo raciocínio anterior do sistema CH, obtemos para o erro em [N/H] devido a síntese é de $\pm 0,02$ dex. Usando a Equação 5.1 obtemos que o erro global para CN B-X é de $\pm 0,04$ dex.

Figura 5.1 - Síntese da linha $\lambda 4212 \text{ \AA}$ do Sistema CH A-X com três diferentes espectros sintéticos para determinação do erro via síntese espectral.



As variações de abundância do carbono, na escala logarítmica, usando a linha $\lambda 5165 \text{ \AA}$ do C_2 D-A devido à propagação dos erros dos parâmetros fotosféricos são fornecidas na Tabela 5.3.

A variação da abundância do carbono devido a uma perturbação na temperatura ($\Delta[X/H]_{T_{\text{eff}}}$) foi de $\pm 0,02$ dex, na gravidade superficial ($\Delta[X/H]_{\log g}$) foi de $\pm 0,01$ dex e na metalicidade ($\Delta[X/H]_{Fe/H}$) foi de $\pm 0,01$ dex.

A Figura 5.3 apresenta a síntese espectral da linha $\lambda 5165 \text{ \AA}$ do C_2 D-A seguindo o mesmo raciocínio, o erro em $[\text{C}/\text{H}]$ devido a síntese é de $\pm 0,03$ dex. Usando a Equação 5.1 obtemos que o erro global para C_2 D-X é de $\pm 0,04$ dex.

As variações de abundância do carbono, na escala logarítmica, usando a linha $\lambda 3360 \text{ \AA}$ do NH A-X devido à propagação dos erros dos parâmetros fotosféricos são fornecidas na Tabela 5.4

A variação da abundância do nitrogênio devido ao erro na temperatura ($\Delta[X/H]_{T_{\text{eff}}}$) foi de $\pm 0,03$ dex, na gravidade superficial ($\Delta[X/H]_{\log g}$) foi de $\pm 0,02$ dex e na me-

Tabela 5.2 - Abundâncias resultantes do nitrogênio devido a alterações nos parâmetros fotosféricos para o sistema CN B-X dado pela linha $\lambda 3841 \text{ \AA}$.

Parâmetro	Valor	[N/H] (dex)
Temperatura (K)	5697	-0,45
	5722	-0,50
	5747	-0,53
log(g)	3,94	-0,51
	4,04	-0,50
	4,14	-0,49
[Fe/H] (dex)	-0,58	-0,48
	-0,59	-0,50
	-0,60	-0,50

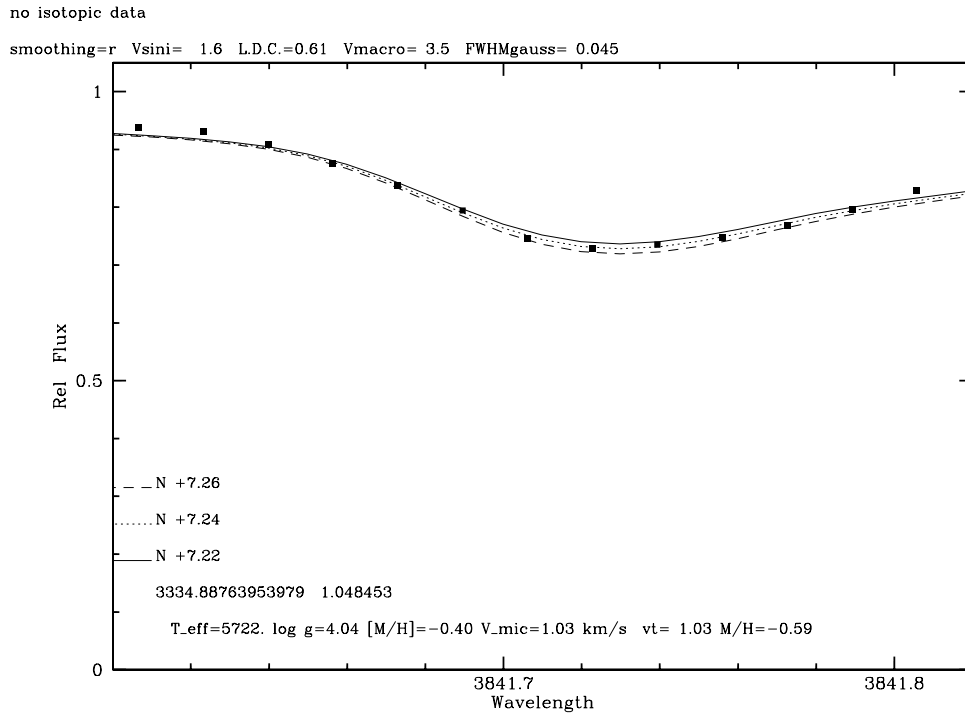
Tabela 5.3 - Abundâncias resultantes do carbono devido a alterações nos parâmetros fotosféricos para o sistema C_2 D-A dado pela linha $\lambda 5165 \text{ \AA}$.

Parâmetro	Valor	[C/H] (dex)
Temperatura (K)	5697	-0,54
	5722	-0,53
	5747	-0,51
log(g)	3,94	-0,52
	4,04	-0,53
	4,14	-0,54
[Fe/H] (dex)	-0,58	-0,53
	-0,59	-0,53
	-0,60	-0,52

Tabela 5.4 - Abundâncias resultantes do nitrogênio devido a alterações nos parâmetros fotosféricos para o sistema NH A-X dado pela linha $\lambda 3360 \text{ \AA}$.

Parâmetro	Valor	[N/H] (dex)
Temperatura (K)	5697	-0,67
	5722	-0,64
	5747	-0,62
log(g)	3,94	-0,63
	4,04	-0,64
	4,14	-0,68
[Fe/H] (dex)	-0,58	-0,65
	-0,59	-0,64
	-0,60	-0,64

Figura 5.2 - Síntese da linha $\lambda 3841 \text{ \AA}$ do Sistema CN B-X com três diferentes espectros sintéticos para determinação do erro via síntese espectral.



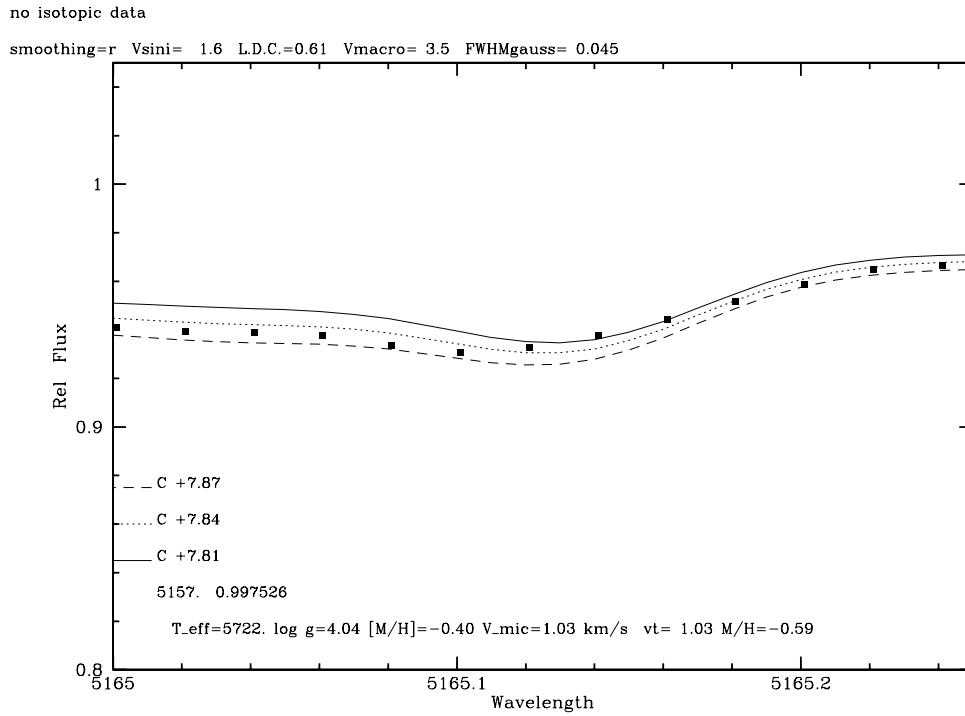
talidade ($\Delta[X/H]_{Fe/H}$) foi de $\pm 0,01$ dex.

A Figura 5.4 apresenta a síntese espectral da linha $\lambda 3360 \text{ \AA}$ do NH A-X seguindo o mesmo raciocínio, obtemos para o erro em $[N/H]$ devido a síntese é de $\pm 0,04$ dex. Usando a Equação 5.1 obtemos que o erro global para NH A-X é de $\pm 0,05$ dex.

Para a amostra de estrelas de Takeda et al. (2005) fizemos o mesmo processo listado anteriormente. A estrela HD016141 foi utilizada, uma vez que seus parâmetros fotosféricos são bem parecidos com os do Sol. Para esta amostra de estrelas não temos uma cobertura espectral para a linha $\lambda 3841 \text{ \AA}$ do sistema CN B-X, utilizamos assim a linha $\lambda 4195 \text{ \AA}$. Para o sistema CH A-X adotamos a linha $\lambda 4217 \text{ \AA}$. A perturbação nos parâmetros fotosféricos fundamentais nos modelos de atmosferas foi de $\pm 100K$ em temperatura, $\pm 0,1$ em $\log g$ e $\pm 0,05$ dex em $[Fe/H]$, em função dos valores médios de erros dos parâmetros das estrelas desta amostra.

As variações de abundância do carbono, na escala logarítmica, usando a linha $\lambda 4217 \text{ \AA}$ do CH A-X devido à propagação dos erros dos parâmetros fotosféricos são fornecidas na Tabela 5.5

Figura 5.3 - Síntese da linha $\lambda 5165 \text{ \AA}$ do Sistema C_2 D-A com três diferentes espectros sintéticos para determinação do erro via síntese espectral.



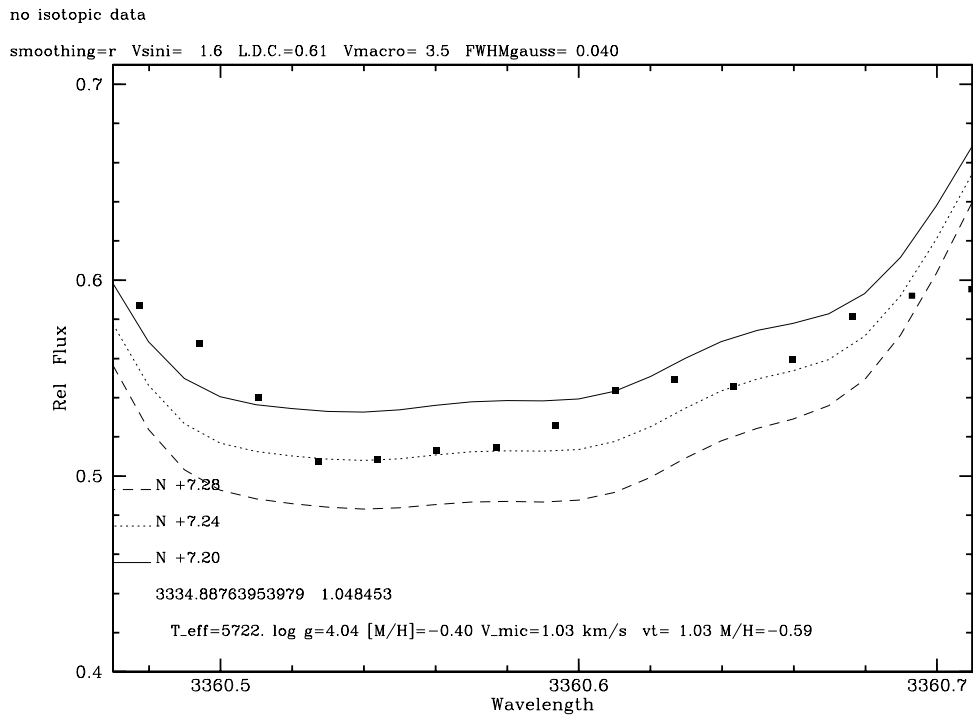
A variação da abundância do carbono devido a uma perturbação na temperatura ($\Delta[X/H]_{T_{eff}}$) foi de $\pm 0,08$ dex, na gravidade superficial ($\Delta[X/H]_{\log g}$) foi de $\pm 0,03$ dex e na metalicidade ($\Delta[X/H]_{Fe/H}$) foi de $\pm 0,02$ dex. O erro devido a síntese espectral em $[C/H]$ é de $\pm 0,04$ dex. Usando a Equação 5.1 obtemos que o erro global para CH A-X é de $\pm 0,10$ dex.

As variações de abundância do nitrogênio, na escala logarítmica, usando a linha $\lambda 4195 \text{ \AA}$ do CN B-X devido à propagação dos erros dos parâmetros fotosféricos são fornecidas na Tabela 5.6

A variação da abundância do nitrogênio devido a uma perturbação na temperatura ($\Delta[X/H]_{T_{eff}}$) foi de $\pm 0,11$ dex, na gravidade superficial ($\Delta[X/H]_{\log g}$) foi de $\pm 0,04$ dex e na metalicidade ($\Delta[X/H]_{Fe/H}$) foi de $\pm 0,04$ dex. O erro devido a síntese espectral em $[C/H]$ é de $\pm 0,05$ dex. Usando a Equação 5.1 obtemos que o erro global para CH A-X é de $\pm 0,13$ dex.

As variações de abundância do carbono, na escala logarítmica, usando a linha $\lambda 5165 \text{ \AA}$ do C_2 D-A devido à propagação dos erros dos parâmetros fotosféricos são

Figura 5.4 - Síntese da linha $\lambda 3360 \text{ \AA}$ do Sistema NH A-X com três diferentes espectros sintéticos para determinação do erro via síntese espectral.



fornecidas na Tabela 5.7

A variação da abundância do carbono devido a uma perturbação na temperatura ($\Delta[X/H]_{T_{eff}}$) foi de $\pm 0,06$ dex, na gravidade superficial ($\Delta[X/H]_{\log g}$) foi de $\pm 0,04$ dex e na metalicidade ($\Delta[X/H]_{Fe/H}$) foi de $\pm 0,03$ dex. O erro devido a síntese espectral em $[C/H]$ é de $\pm 0,03$ dex. Usando a equação 5.1 obtemos que o erro global para CH A-X é de $\pm 0,08$ dex.

Tabela 5.5 - Abundâncias resultantes do carbono devido a alterações nos parâmetros fotosféricos para o sistema CH A-X dado pela linha $\lambda 4217 \text{ \AA}$.

Parâmetro	Valor	[C/H] (dex)
Temperatura (K)	5620	-0,04
	5720	0,06
	5820	0,12
log(g)	3,90	0,03
	4,00	0,06
	4,10	0,02
[Fe/H] (dex)	0,05	0,04
	0,10	0,06
	0,15	0,03

Tabela 5.6 - Abundâncias resultantes do nitrogênio devido a alterações nos parâmetros fotosféricos para o sistema CN B-X dado pela linha $\lambda 4195 \text{ \AA}$.

Parâmetro	Valor	[C/H] (dex)
Temperatura (K)	5620	-0,18
	5720	-0,02
	5820	-0,09
log(g)	3,90	-0,05
	4,00	-0,02
	4,10	-0,08
[Fe/H] (dex)	0,05	-0,01
	0,10	-0,02
	0,15	-0,09

Tabela 5.7 - Abundâncias resultantes do carbono devido a alterações nos parâmetros fotosféricos para o sistemas C_2 D-A dado pela linha $\lambda 5165 \text{ \AA}$.

Parâmetro	Valor	[C/H] (dex)
Temperatura (K)	5620	-0,03
	5720	0,06
	5820	0,09
log(g)	3,90	0,02
	4,00	0,06
	4,10	0,02
[Fe/H] (dex)	0,05	0,05
	0,10	0,06
	0,15	0,00

6 RESULTADOS

Após se ter selecionado um conjunto de linhas ótimas dos sistemas eletrônicos CH A-X, C₂ D-A, NH A-X e CN B-X, aplicamos a metodologia descrita no Capítulo 4 para então derivarmos as abundâncias do carbono e nitrogênio nas estrelas das duas amostras de trabalho.

Após se ter selecionado um conjunto de linhas dos sistemas eletrônicos CH A-X, C₂ D-A, NH A-X e CN B-X, aplicamos a metodologia descrita para então derivarmos as abundâncias do carbono e nitrogênio nas estrelas das duas amostras de trabalho.

Aplicando o critério de 2 desvios padrão para exclusão de dados para as abundâncias elementares derivadas segundo cada sistema eletrônico e fazendo uma média ponderada pela variância por entre os resultados dos sistemas utilizados (Equação 6.1a, onde e^2 é a variância), obtivemos valor final de abundância tanto para o carbono como para o nitrogênio. Nota-se que as sínteses espectrais das linhas dos sistemas NH A-X e CN B-X foram realizadas utilizando-se a abundância final do carbono. As Tabelas de 6.1 a 6.7 apresentam os valores obtidos a partir da síntese espectral de cada linha de absorção de cada sistema eletrônico molecular para todas as estrelas da amostra de Carlos (2015), tal que em itálico são as abundâncias excluídas e em negrito o valor da média simples das mesmas abundâncias, acompanhadas de seus desvios padrão. Para as estrelas da amostra Takeda et al. (2005) as tabelas se encontram no apêndice .

$$\overline{[X/H]} = \frac{\sum_i ([X/H]/e^2)}{\sum_i (1/e^2)} \quad (6.1a)$$

$$e^{\overline{[X/H]}} = \sqrt{\frac{1}{\sum_i (1/e^2)}} \quad (6.1b)$$

Tabela 6.1 - Tabela com as abundâncias do carbono e nitrogênio medidas via síntese espectral para a estrela HD021019.

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-A	[C/H] (dex)	NH A-X	[N/H] (dex)
4192	-0,53±0,04	3841	-0,69±0,04	5165	-0,58±0,04	3360	-0,51±0,05
4212	-0,56±0,04	3851	-0,70±0,04	5635	-0,54±0,04		
4213	-0,54±0,04	3880	-0,64±0,04				
4217	-0,51±0,04	3881	-0,61±0,04				
4218	-0,49±0,04	3882	-0,62±0,04				
4263	-0,55±0,04	3883	-0,62±0,04				
4264	-0,55±0,04	4195	-0,75±0,04				
4293	-0,47±0,04						
Média	-0,52±0,01		-0,65±0,04		-0,56±0,04		-0,51±0,05

Tabela 6.2 - Tabela com as abundâncias do carbono e nitrogênio medidas via síntese espectral para a estrela HD037124.

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-A	[C/H] (dex)	NH A-X	[N/H] (dex)
4192	-0,49±0,04	3841	-0,50±0,04	5165	-0,41±0,04	3360	-0,79±0,05
4212	-0,50±0,04	3851	-0,51±0,04	5635	-0,45±0,04		
4213	-0,46±0,04	3880	-0,55±0,04				
4217	-0,47±0,04	3881	-0,54±0,04				
4218	-0,43±0,04	3882	-0,51±0,04				
4263	-0,47±0,04	3883	-0,52±0,04				
4264	-0,48±0,04	4195	-0,70±0,04				
4293	-0,44±0,04						
Média	-0,47±0,02		-0,59±0,01		-0,43±0,04		-0,79±0,05

Tabela 6.3 - Tabela com as abundâncias do carbono e nitrogênio medidas via síntese espectral para a estrela HD040865.

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-A	[C/H] (dex)	NH A-X	[N/H] (dex)
4192	-0,43±0,04	3841	-0,39±0,04	5165	-0,41±0,04	3360	-0,42±0,05
4212	-0,38±0,04	3851	-0,49±0,04	5635	-0,38±0,04		
4213	-0,34±0,04	3880	-0,58±0,04				
4217	-0,37±0,04	3881	-0,52±0,04				
4218	-0,35±0,04	3882	-0,43±0,04				
4263	-0,42±0,04	3883	-0,48±0,04				
4264	-0,42±0,04	4195	-0,58±0,04				
4293	-0,35±0,04						
Média	-0,38±0,03		-0,46±0,05		-0,40±0,04		-0,42±0,05

A Tabela 6.8 compila os valores finais de abundância do C e N obtidos para a amostra de estrelas de Carlos (2015).

Conhecido os valores das abundâncias, fizemos uma comparação par a par das estrelas da amostra de Carlos (2015) a fim de verificar a existência ou não de uma relação das abundâncias elementais diferenciais ($\Delta[X/H] = [X/H]_{estrela} -$

Tabela 6.4 - Tabela com as abundâncias do carbono e nitrogênio medidas via síntese espectral para a estrela HD059984.

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-A	[C/H] (dex)	NH A-X	[N/H] (dex)
4192	-0,67±0,04	3841	-0,59±0,04	5165	-0,70±0,04	3360	-0,78±0,05
4212	-0,63±0,04	3851	-0,89±0,04	5635	-0,51±0,04		
4213	-0,59±0,04	3880	-1,13±0,04				
4217	-0,65±0,04	3881	-1,03±0,04				
4218	-0,62±0,04	3882	-0,58±0,04				
4263	-0,68±0,04	3883	-0,76±0,04				
4264	-0,68±0,04	4195	-0,39±0,04				
4293	-0,60±0,04						
Média	-0,64±0,03		-0,71±0,15		-0,60±0,04		-0,78±0,05

Tabela 6.5 - Tabela com as abundâncias do carbono e nitrogênio medidas via síntese espectral para a estrela HD078747.

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-A	[C/H] (dex)	NH A-X	[N/H] (dex)
4192	-0,65±0,04	3841	-0,54±0,04	5165	-0,60±0,04	3360	-0,87±0,05
4212	-0,60±0,04	3851	-0,81±0,04	5635	-0,74±0,04		
4213	-0,58±0,04	3880	-0,99±0,04				
4217	-0,63±0,04	3881	-0,95±0,04				
4218	-0,60±0,04	3882	-0,73±0,04				
4263	-0,64±0,04	3883	-0,81±0,04				
4264	-0,64±0,04	4195	-0,75±0,04				
4293	-0,60±0,04						
Média	-0,62±0,02		-0,75±0,06		-0,67±0,04		-0,87±0,05

Tabela 6.6 - Tabela com as abundâncias do carbono e nitrogênio medidas via síntese espectral para a estrela HD126793.

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-A	[C/H] (dex)	NH A-X	[N/H] (dex)
4192	-0,76±0,04	3841	-0,55±0,04	5165	-0,72±0,04	3360	-0,76±0,05
4212	-0,69±0,04	3851	-0,82±0,04	5635	-0,78±0,04		
4213	-0,66±0,04	3880	-1,19±0,04				
4217	-0,72±0,04	3881	-1,18±0,04				
4218	-0,67±0,04	3882	-0,76±0,04				
4263	-0,74±0,04	3883	-0,88±0,04				
4264	-0,71±0,04	4195	-1,13±0,04				
4293	-0,68±0,04						
Média	-0,70±0,03		-0,99±0,17		-0,75±0,04		-0,76±0,05

$[X/H]_{estrela-de-referência}$) entre os elementos voláteis e refratários (MELENDEZ et al., 2009). Os pares a serem comparados são os mesmos listados na Tabela 3.2.

Os resultados em abundância diferencial como função da temperatura de condensação elemental do primeiro par HD021019 e HD037124 estão ilustrados na Figura 6.1. Podemos observar que o ajuste linear não apresenta nenhuma discrepância entre

Tabela 6.7 - Tabela com as abundâncias do carbono e nitrogênio medidas via síntese espectral para a estrela HD181720.

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-A	[C/H] (dex)	NH A-X	[N/H] (dex)
4192	-0,57±0,04	3841	-0,59±0,04	5165	-0,53±0,04	3360	-0,64±0,05
4212	-0,53±0,04	3851	-0,71±0,04	5635	-0,44±0,04		
4213	-0,49±0,04	3880	-0,65±0,04				
4217	-0,55±0,04	3881	-0,63±0,04				
4218	-0,50±0,04	3882	-0,56±0,04				
4263	-0,62±0,04	3883	-0,64±0,04				
4264	-0,61±0,04	4195C ₂	-0,92±0,04				
4293	-0,52±0,04						
Média	-0,55±0,04		-0,55±0,04		-0,48±0,04		-0,64±0,05

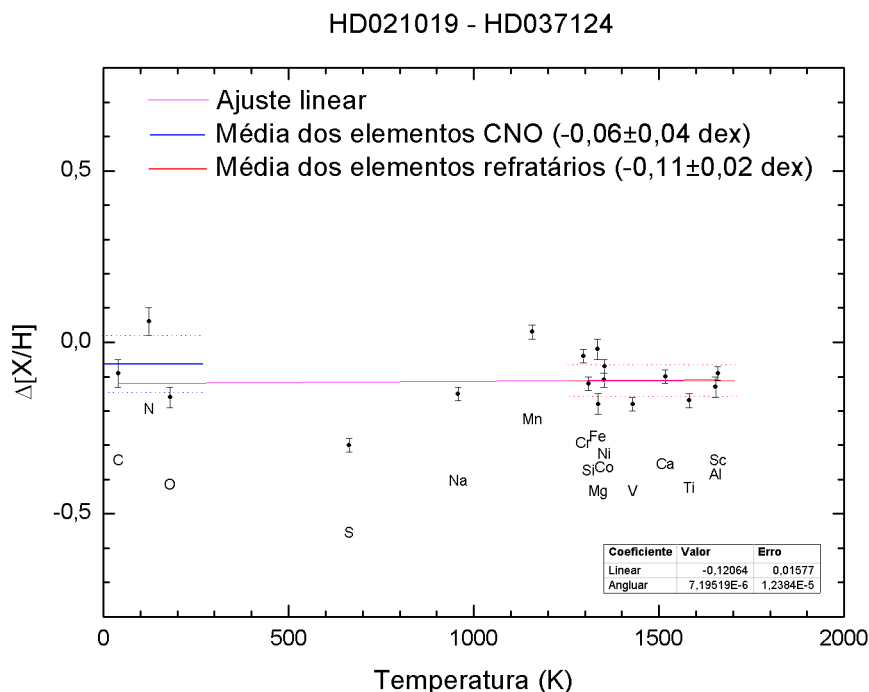
Tabela 6.8 - Abundâncias do carbono e nitrogênio para a amostra de estrelas de Carlos (2015) utilizando linhas dos sistemas eletrônicos CH A-X, C₂ D-A, NH A-X e CN B-X.

Estrela	[C/H] (dex)	[N/H] (dex)
HD021019	-0,54 ± 0,02	-0,61 ± 0,03
HD037124	-0,46 ± 0,02	-0,60 ± 0,01
HD040865	-0,39 ± 0,02	-0,44 ± 0,04
HD059984	-0,63 ± 0,02	-0,77 ± 0,05
HD078747	-0,63 ± 0,02	-0,82 ± 0,04
HD126793	-0,72 ± 0,02	-0,78 ± 0,05
HD181720	-0,52 ± 0,03	-0,58 ± 0,03

as abundâncias entre os elementos voláteis e refratários. Como a estrela HD037124 possui exoplanetas podemos prever que a outra estrela HD021019, pode ter planetas. As abundâncias do C e N foram medidas no presente trabalho e as demais por Carlos (2015). A linha azul contínua representa a abundância diferencial média dos três elementos voláteis C, N e O (as linhas tracejadas em azul são ± 1 desvio padrão da média). A linha vermelha contínua representa a abundância diferencial média dos elementos refratários Cr, Si, Mg, Fe, Ni, Co, V, Ca, Ti, Sc e Al (as linhas tracejadas em vermelho são ± 1 desvio padrão da média). O ajuste linear simples por mínimos quadrados considerando todos os elementos é representado pela linha magenta contínua. Esta descrição é adotada para todas as figuras de comparação da abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação que se seguem adiante neste capítulo.

A comparação entre as abundâncias diferenciais desde os voláteis aos refratários para o par HD181720 e HD040865 apresenta a mesma situação anterior, levando-nos a acreditar que a estrela HD040865, que até o momento não tem planetas detectados,

Figura 6.1 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para o par de estrelas HD021019 e HD037124, tal que $\Delta[X/H] = [X/H]_{HD021019} - [X/H]_{HD037124}$. Das duas apenas HD037124 tem planeta detectado.

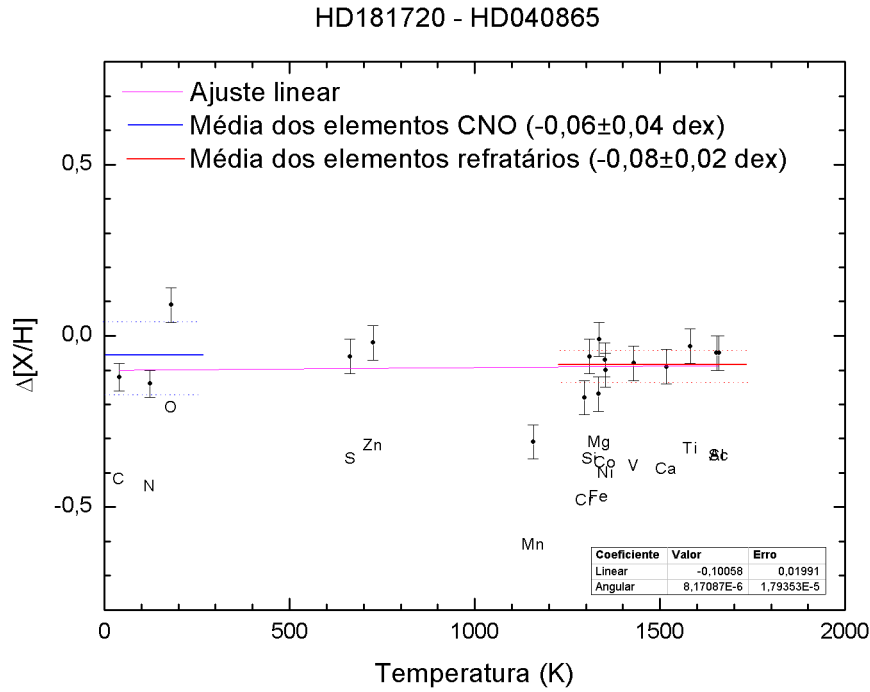


provavelmente deva possuir, seguindo o mesmo raciocínio da comparação anterior uma vez que a estrela HD181720 tem planeta. A Figura 6.2 ilustra a comparação.

A comparação entre as abundâncias diferenciais desde os voláteis aos refratários para o par HD059984 e HD126793 não apresenta nenhuma relação entre as abundâncias dos elementos voláteis e refratários. Porém como em nenhuma das duas estrelas foi detectado a presença de planeta, não podemos concluir se ambas possuem ou não planetas. A Figura 6.3 ilustra a comparação

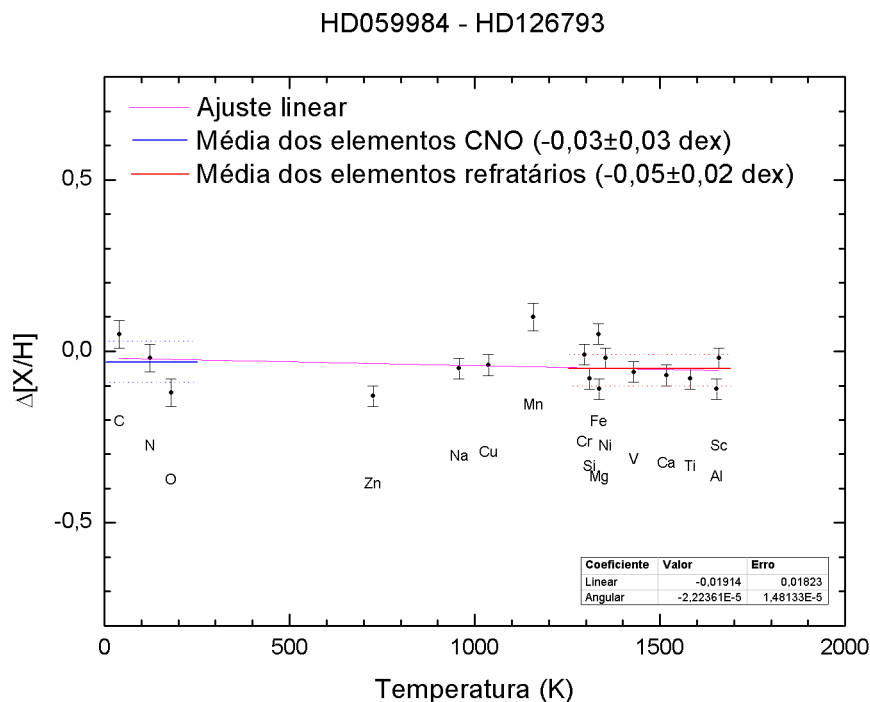
A comparação entre as abundâncias diferenciais desde os voláteis aos refratários para o par HD078747 e HD 126793 ilustrado na Figura 6.4 apresenta uma inclinação positiva no ajuste linear, evidenciando que a estrela HD126793 é deficiente em refratários com relação aos voláteis, sendo bem provável que tenha havido retenção de elementos refratários pela formação de planetas em torno de HD126793 (não detectados ainda), tal que HD078747 não deve hospedar planetas.

Figura 6.2 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para o par de estrelas HD181720 e HD040865. Das duas estrelas, apenas HD181720 tem planeta detectados.



Quanto aos resultados em abundâncias do C e N para a amostra de estrelas de Takeda et al. (2005), três exemplos de síntese espectral são apresentados nas Figuras 6.5 a 6.13 para as estrelas HD075732, HD018803 e HD069830. É ilustrada a síntese espectral para uma linha de cada sistema eletrônico selecionado: $\lambda 4217 \text{ \AA}$ do CH A-X, e $\lambda 4195 \text{ \AA}$ do CN B-X e $\lambda 5165 \text{ \AA}$ do C₂ D-A.

Figura 6.3 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para o par de estrelas HD059984 e HD126793. As duas estrelas não tem planetas detectados.



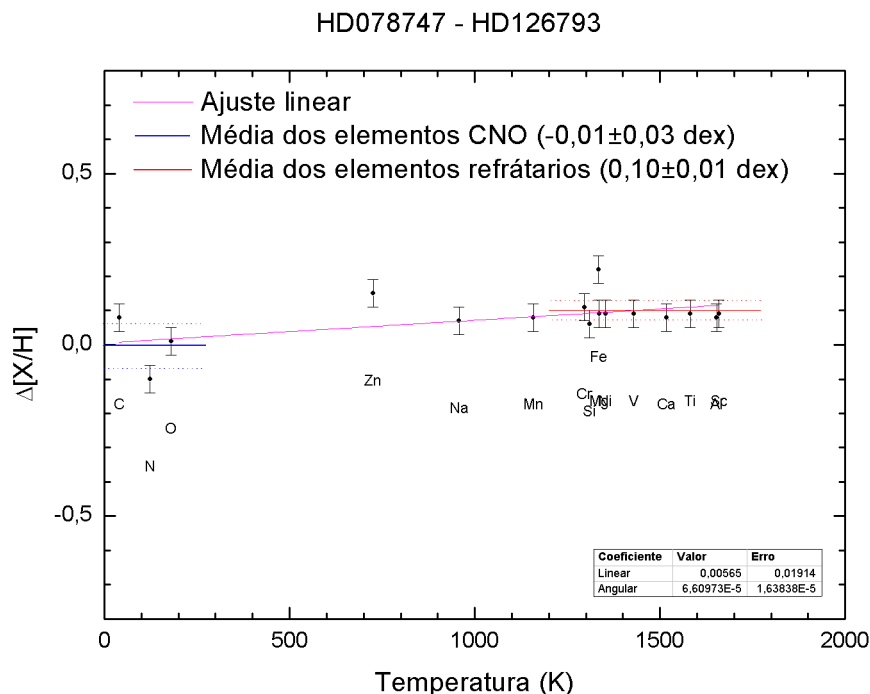
A Tabela 6.9 mostra os valores das abundâncias obtidas para as estrelas da amostra Takeda et al. (2005) utilizando linhas moleculares. Para algumas estrelas não foi possível determinar a abundância do nitrogênio devido a problemas no espectro.

Para estrelas da amostra de Takeda et al. (2005) foi feita uma classificação cinemática identificando as estrelas em diferentes componentes da Galáxia: disco fino, disco espesso e halo, tal que a escala de altura com relação ao plano da Galáxia aumenta da primeira para a última componente. Escala de altura refere-se a uma distância na qual a densidade volumétrica de estrelas diminui por um fator exponencial e . Contudo, não é necessário impor valores para estas escalas de altura para fazer tal classificação cinemática. Para este propósito usamos um código em Python cedido gentilmente pelo Dr. Ronaldo da Silva (SILVA et al., 2015). Obtivemos os dados cinemáticos estelares tais como paralaxe e movimento próprio do catálogo Hipparcos (LEEuwEN, 2007) e as velocidades radiais de Gontcharov (2006). Usando as equações de Johnson e Soderblom (1987) calculamos as componentes da velocidade do Sol com relação ao Padrão Local de Repouso (PLR ou LSR do termo em Inglês Local Standard of Rest). Para o Sol adotamos os valores de Dehnen e Binney (1998)

Tabela 6.9 - Abundâncias do carbono e nitrogênio para a amostra de estrela de Takeda et al. (2005) utilizando linhas dos sistemas eletrônicos CH A-X, C₂ D-A e CN B-X.

Estrela	[C/H] (dex)	[N/H] (dex)
HD000400	-0,20±0,03	
HD006582	-0,91±0,01	
HD009826	+0,05±0,03	
HD010697	+0,14±0,02	+0,11±0,13
HD010700	-0,46±0,02	-0,88±0,13
HD010780	-0,07±0,03	-0,09±0,13
HD016141	+0,00±0,04	-0,13±0,13
HD016895	+0,06±0,03	+0,18±0,13
HD018803	+0,09±0,03	+0,18±0,13
HD019994	+0,37±0,03	+0,12±0,13
HD022049	-0,12±0,04	-0,14±0,13
HD030562	+0,23±0,01	+0,14±0,13
HD033636	-0,20±0,02	
HD038529	+0,29±0,03	+0,41±0,13
HD055054	-0,06±0,02	-0,22±0,13
HD052265	+0,25±0,03	-0,06±0,13
HD061421	+0,07±0,03	+0,28±0,13
HD067228	+0,12±0,02	+0,22±0,13
HD069830	-0,08±0,03	-0,16±0,13
HD075732	+0,42±0,03	+0,48±0,13
HD082943	+0,25±0,03	+0,37±0,13
HD089744	+0,07±0,03	+0,19±0,13
HD095128	+0,07±0,06	-0,07±0,13
HD099491	+0,25±0,02	+0,13±0,13
HD102870	+0,18±0,02	+0,06±0,13
HD103095	-1,55±0,03	
HD104304	+0,25±0,03	+0,34±0,13
HD109358	-0,22±0,02	-0,30±0,13
HD117176	-0,20±0,03	-0,26±0,13
HD120136	+0,43±0,06	
HD121370	+0,54±0,06	
HD134987	+0,28±0,04	+0,33±0,13
HD143761	-0,18±0,03	-0,50±0,13
HD145675	+0,38±0,06	+0,52±0,13
HD182572	+0,34±0,03	+0,43±0,13
HD186408	+0,04±0,02	-0,11±0,13
HD186427	+0,09±0,03	+0,06±0,13
HD195019	+0,01±0,03	-0,19±0,13
HD196755	+0,05±0,03	-0,12±0,13
HD210277		
HD217014	+0,18±0,03	+0,19±0,13
HD217107	+0,44±0,04	+0,53±0,13

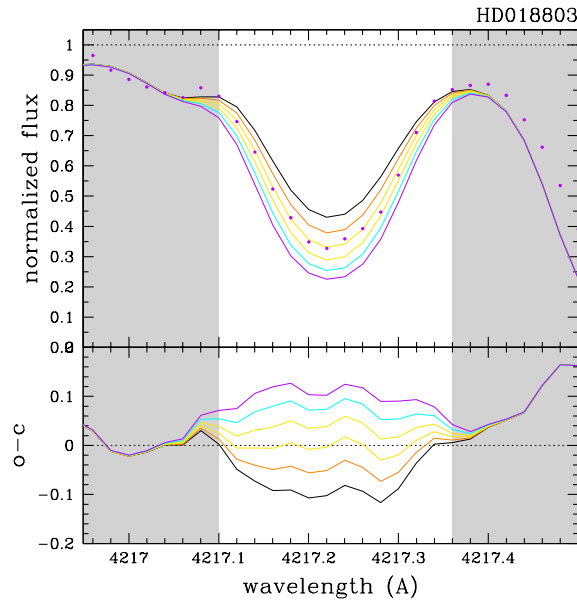
Figura 6.4 - Abundância elemental diferencial versus temperatura de condensação para o par de estrelas HD078747 e HD126793. Nenhuma das duas estrelas tem planetas detectados.



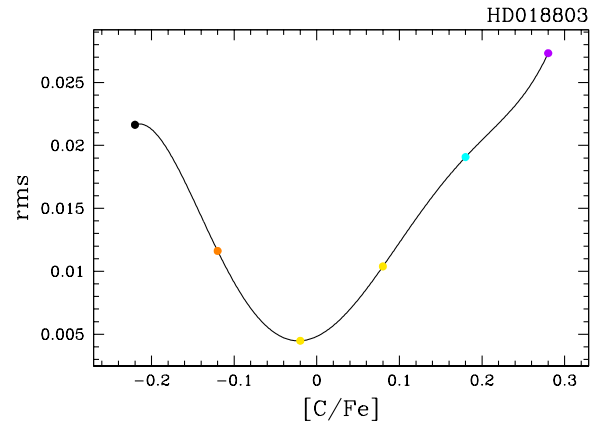
$U_{LSR} = 10,0$, $V_{LSR} = 5,3$, $W_{LSR} = 7,2 \text{ km.s}^{-1}$. Usando as equações de Reddy et al. (2006) calculamos a probabilidade de uma estrela pertencer a uma dessas populações. Caso a probabilidade numa dada população na escala percentual seja igual ou maior que 70% a classificamos como membro desta população. Caso a probabilidade não seja igual ou maior que 70% em nenhuma população, a estrela é classificada na categoria de transição entre as componentes de maiores probabilidade. Na Tabela 6.10 apresentamos a classificação cinemática resultante. Haja visto que existe na literatura valores mais atualizados das velocidade do Sol com relação ao padrão local de repouso, logo fizemos uma classificação simplificada da localização das estrelas na Galáxia.

As estrelas da amostra Takeda et al. (2005) classificadas em dois grupos: (i) estrelas de tipo solar com temperatura de 4900 a 6200 K, $\log g$ entre 3,84 a 5,04 e $[\text{Fe}/\text{H}]$ entre -0,66 a +0,66, de acordo com Ramírez et al. (2014), e (ii) estrelas análogas ao Sol, com temperatura entre 5277 a 6277 K, $\log g$ 3,84 a 5,04 e $[\text{Fe}/\text{H}]$ entre -0,33 a +0,33. Esta classificação também é apresentada na Tabela 6.10. Todos os exoplanetas já descobertos para a amostra de estrela de Takeda et al. (2005) são planetas gasosos.

Figura 6.5 - Síntese espectral da linha CH A-X $\lambda 4217, 24 \text{ \AA}$ para a estrela HD018803. Legenda análoga da figura 4.3.



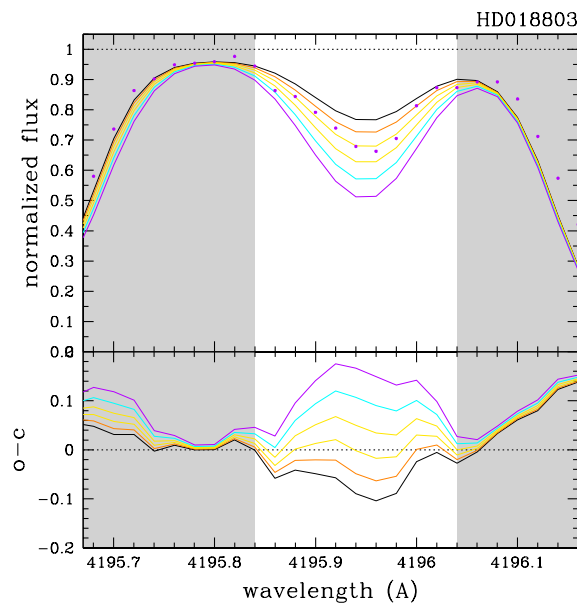
((a))



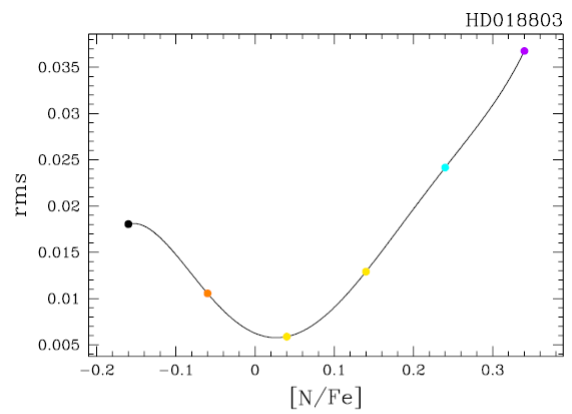
$T_{\text{eff}} = 5666 \text{ K}$ $[\text{C}/\text{H}] = 0.13$
 $\log(g) = 4.45$ $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.15$
 $v_{\text{macro}} = 2.84 \text{ km/s}$ $[\text{C}/\text{Fe}] = -0.02$
 $v.\sin(i) = 1.00 \text{ km/s}$ $\text{rms}_{\text{min}} = 0.0045$

((b))

Figura 6.6 - Síntese espectral da linha CN B-X $\lambda 4195, 92 \text{ \AA}$ para a estrela HD018803. Legenda análoga da figura 4.3.



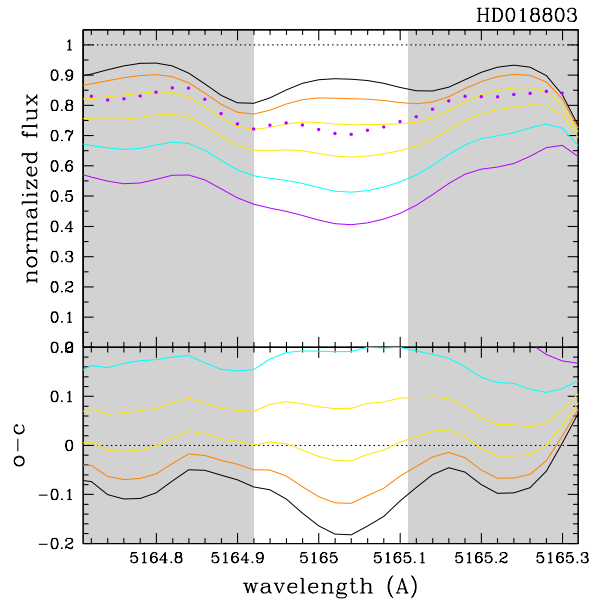
((a))



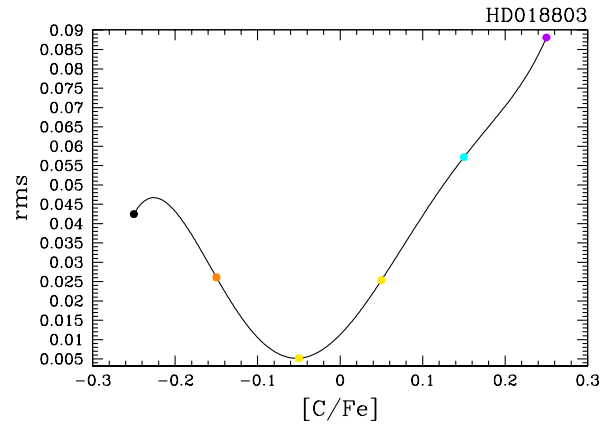
$T_{\text{eff}} = 5666 \text{ K}$ $[\text{N}/\text{H}] = 0.18$
 $\log(g) = 4.45$ $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.15$
 $v_{\text{macro}} = 2.84 \text{ km/s}$ $[\text{N}/\text{Fe}] = 0.03$
 $v.\sin(i) = 1.00 \text{ km/s}$ $\text{rms}_{\text{min}} = 0.0058$

((b))

Figura 6.7 - Síntese espectral da linha C₂ D-A λ 5165 Å para a estrela HD018803. Legenda análoga da figura 4.3.



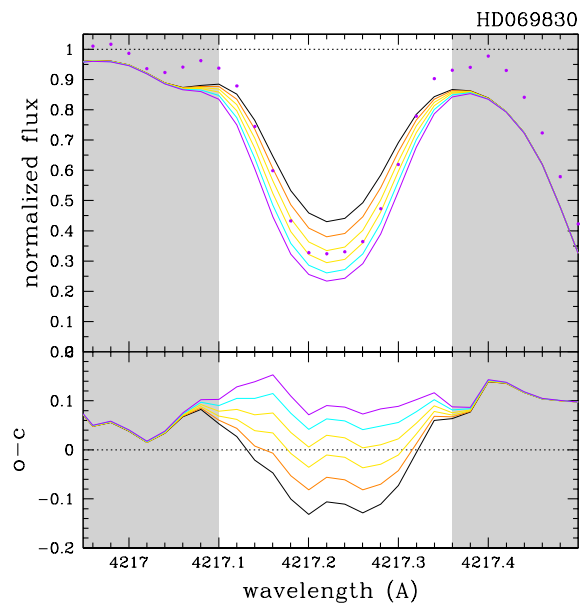
((a))



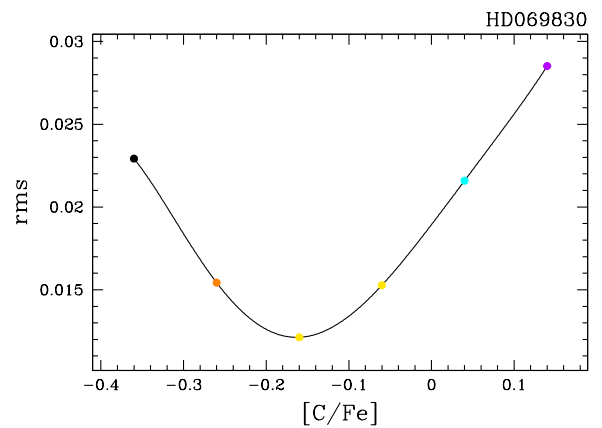
$T_{\text{eff}} = 5666$ K [C/H] = 0.10
 $\log(g) = 4.45$ [Fe/H] = 0.15
 $v_{\text{macro}} = 2.84$ km/s [C/Fe] = -0.05
 $v_{\text{sin}(i)} = 1.00$ km/s rms_{min} = 0.0052

((b))

Figura 6.8 - Síntese espectral da linha CH A-X λ 4217, 24 Å para a estrela HD069830. Legenda análoga da figura 4.3.



((a))



$T_{\text{eff}} = 5442$ K [C/H] = -0.17
 $\log(g) = 4.54$ [Fe/H] = -0.01
 $v_{\text{macro}} = 1.96$ km/s [C/Fe] = -0.16
 $v_{\text{sin}(i)} = 1.60$ km/s rms_{min} = 0.0121

((b))

Figura 6.9 - Síntese espectral da linha CN B-X $\lambda 4195,92 \text{ \AA}$ para a estrela HD069830. Legenda análoga da figura 4.3.

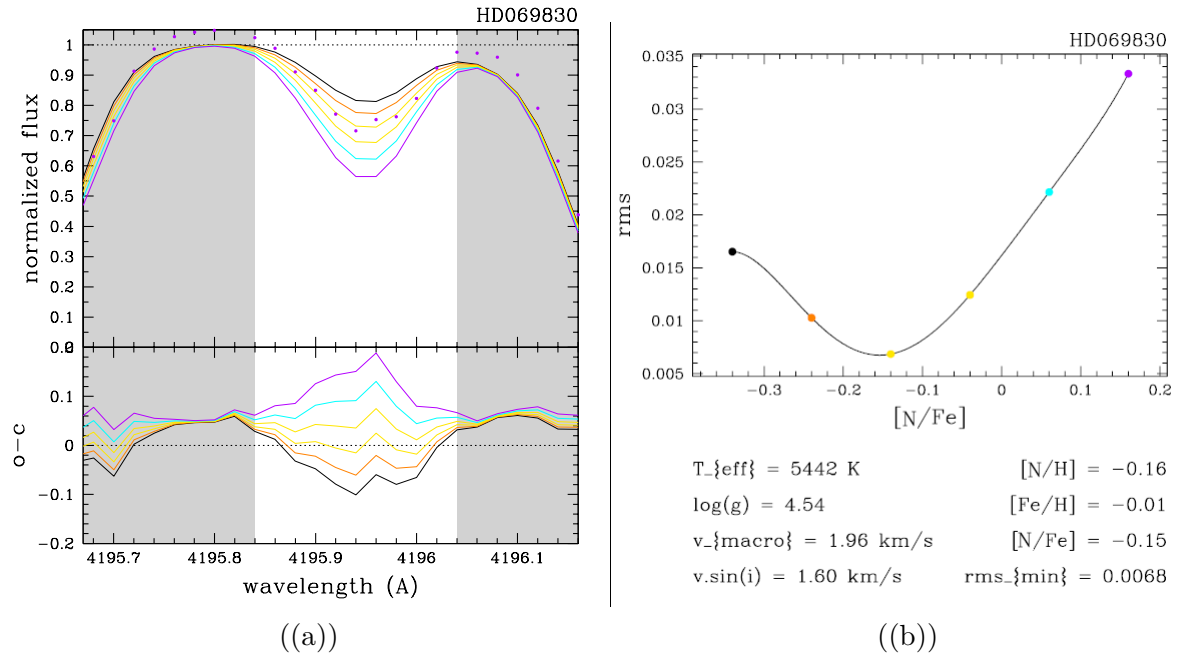


Figura 6.10 - Síntese espectral da linha C₂ D-A $\lambda 5165 \text{ \AA}$ para a estrela HD069830. Legenda análoga da figura 4.3.

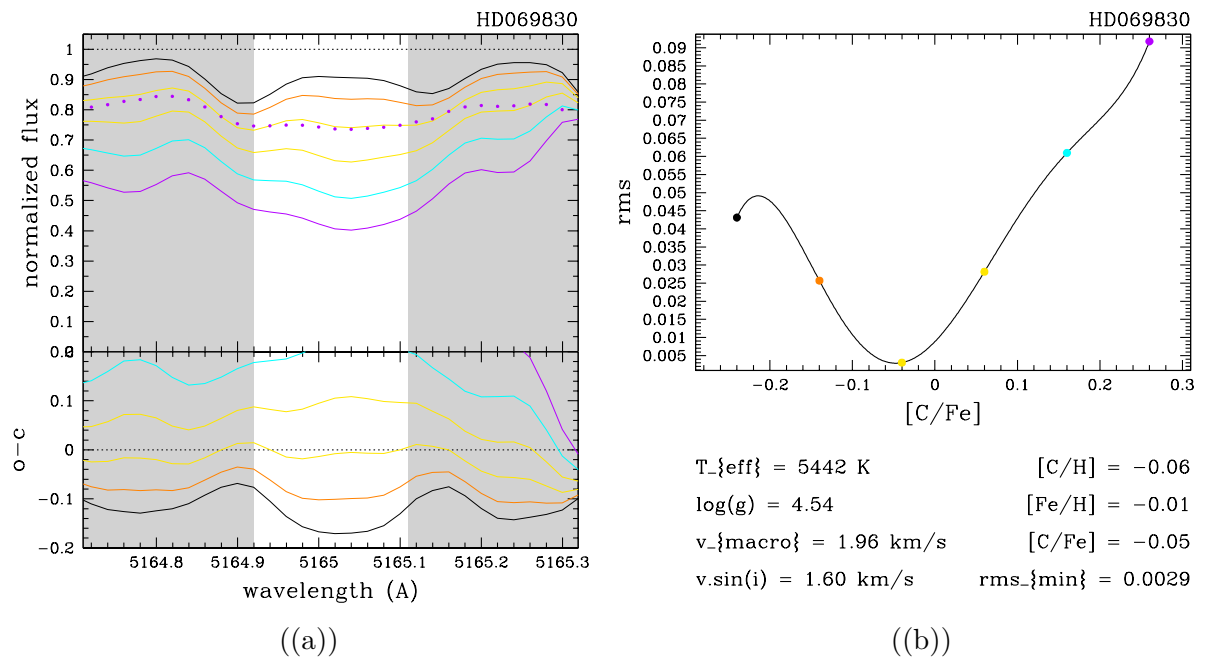
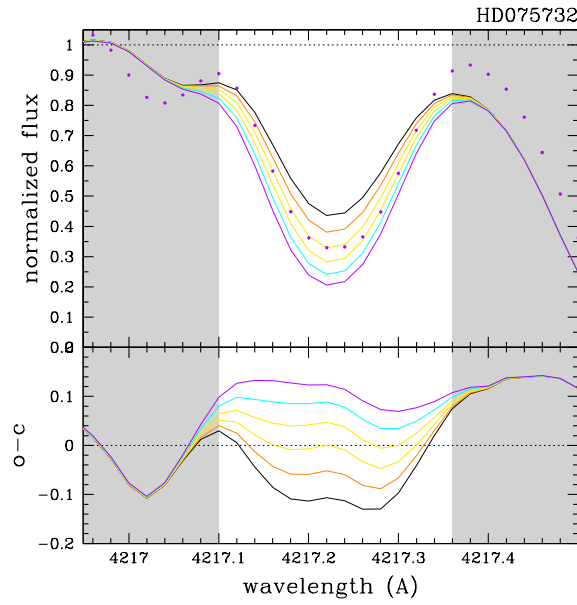
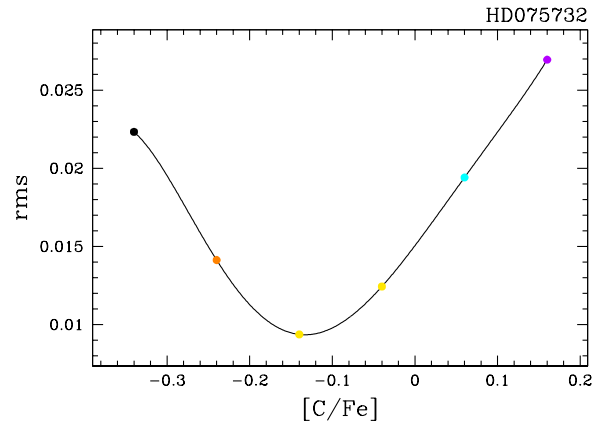


Figura 6.11 - Síntese espectral da linha CH A-X $\lambda 4217,24 \text{ \AA}$ para a estrela HD075732.
 Legenda análoga da figura 4.3.



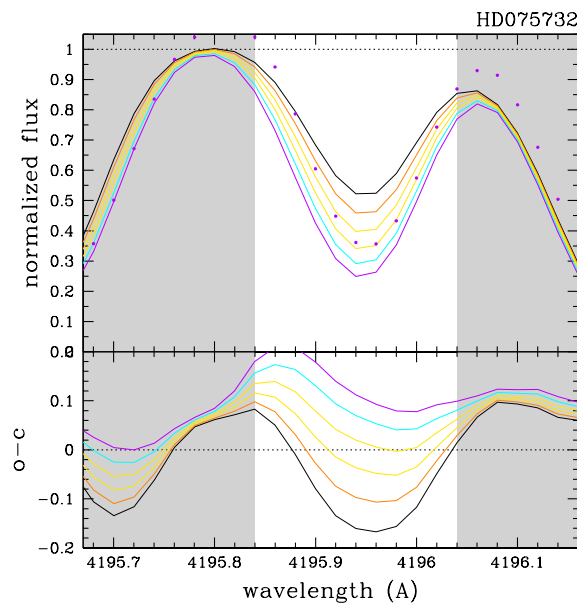
((a))



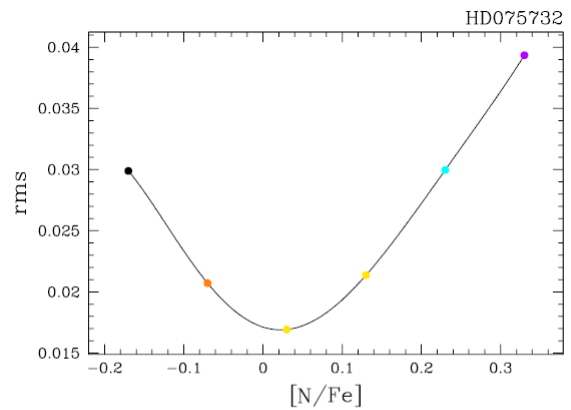
$T_{\text{eff}} = 5328 \text{ K}$ $[\text{C}/\text{H}] = 0.33$
 $\log(g) = 4.58$ $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.46$
 $v_{\text{macro}} = 1.56 \text{ km/s}$ $[\text{C}/\text{Fe}] = -0.13$
 $v_{\text{sin}(i)} = 3.10 \text{ km/s}$ $\text{rms}_{\text{min}} = 0.0093$

((b))

Figura 6.12 - Síntese espectral da linha CN B-X $\lambda 4195,92 \text{ \AA}$ para a estrela HD075732.
 Legenda análoga da figura 4.3.



((a))



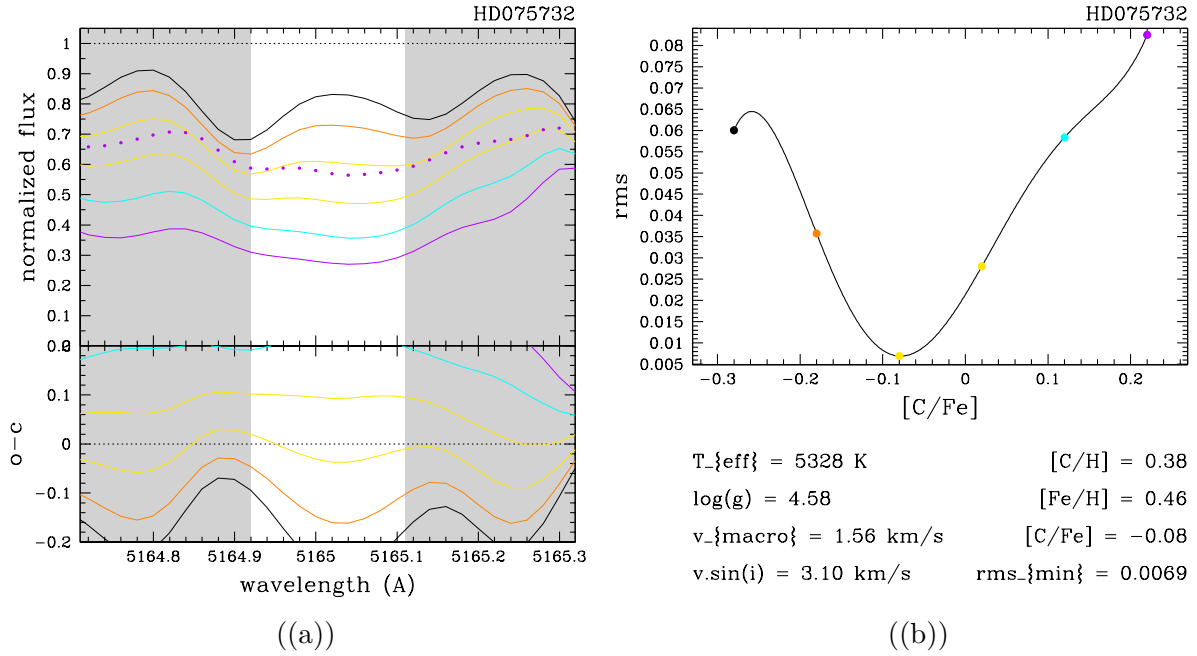
$T_{\text{eff}} = 5328 \text{ K}$ $[\text{N}/\text{H}] = 0.48$
 $\log(g) = 4.58$ $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.46$
 $v_{\text{macro}} = 1.56 \text{ km/s}$ $[\text{N}/\text{Fe}] = 0.02$
 $v_{\text{sin}(i)} = 3.10 \text{ km/s}$ $\text{rms}_{\text{min}} = 0.0169$

((b))

Tabela 6.10 - Tabela contendo a classificação cinemática da amostra de estrelas de Takeda et al. (2005).

Estrela	Localização na Galáxia	Tipo Solar	Análoga solar
HD000400	Disco fino	✓	✓
HD006582	Transição disco fino - disco espesso		
HD009826	Disco fino	✓	✓
HD010697	Disco fino	✓	✓
HD010700	Transição disco fino - disco espesso	✓	
HD010780	Transição disco fino - disco espesso	✓	✓
HD016141	Disco fino	✓	✓
HD016895	Disco fino		
HD018803	Disco fino	✓	✓
HD019994	Disco fino		
HD022049	Disco fino	✓	
HD030562	Disco fino	✓	✓
HD033636	Disco fino	✓	✓
HD038529	Disco fino	✓	✓
HD050554	Disco fino	✓	✓
HD052265	Disco fino	✓	✓
HD061421	Disco fino		
HD067228	Disco fino	✓	✓
HD069830	Disco fino	✓	✓
HD075732	Disco fino	✓	
HD082943	Disco fino	✓	✓
HD089744	Disco fino	✓	✓
HD095128	Disco fino	✓	✓
HD099491	Disco fino	✓	
HD102870	Disco fino	✓	✓
HD103095	Disco fino		
HD104304	Disco fino	✓	✓
HD109358	Disco fino	✓	✓
HD117176	Disco fino		
HD120136	Disco fino		
HD121370	Disco fino		
HD134987	Disco fino	✓	✓
HD143761	Disco fino	✓	✓
HD145675	Disco fino	✓	
HD182572	Transição disco fino - disco espesso	✓	
HD186408	Disco fino	✓	✓
HD186427	Disco fino	✓	✓
HD195019	Disco fino	✓	✓
HD196755	Disco fino		
HD210277	Disco fino	✓	✓
HD217014	Disco fino	✓	✓
HD217107	Disco fino	✓	✓

Figura 6.13 - Síntese espectral da linha C₂ D-A λ 5165 Å para a estrela HD075732. Legenda análoga da figura 4.3.



Utilizando estrelas de tipo solar e análogas solares, todas do disco fino, fizemos seis histogramas para as distribuições em $[\text{Fe}/\text{H}]$, $[\text{C}/\text{H}]$ e $[\text{N}/\text{H}]$ para ilustrar a diferença da abundância dos elementos carbono, nitrogênio e ferro, das estrelas com planetas já descobertos e sem planetas. A Figura 6.14 mostra os histogramas para as estrelas de tipo solar, e a Figura 6.15 mostra os histogramas para as estrelas análogas solares, cujas abundâncias são extraídas da Tabela 6.10. Apresentamos os valores das médias, desvios padrões e número de estrelas de cada amostra dos histogramas na Tabela 6.11. Estes parâmetros foram utilizados para aplicarmos o teste de t-student utilizando a Equação 6.2, onde μ é a média, σ o desvio padrão e n o número de elementos utilizados, neste caso o número de estrelas.

Analisando as estrelas de tipo solar e aplicando o teste de t-student para cada par de distribuição $[\text{X}/\text{H}]$, obtivemos que as amostras são semelhantes entre si com 95% de grau de confiança, e para as estrelas análogas solares obtivemos para o mesmo teste uma semelhança de 90% entre as amostras, evidenciando que existe pouca ou quase nenhuma diferença em abundância das estrelas com planetas em relação aquelas que não hospedam planetas. Isso pode ser devido a ainda não detecção de planetas em algumas estrelas devido às técnicas de detecção, ou mesmo pode ainda não terem sido estudadas. Outro ponto é a pequena amostra de estrelas que foi

utilizada para confeccionar os histogramas. Possivelmente aumentando esta amostra será mais evidente a diferença de abundância entre as estrelas hospedeiras e as não hospedeiras de planetas.

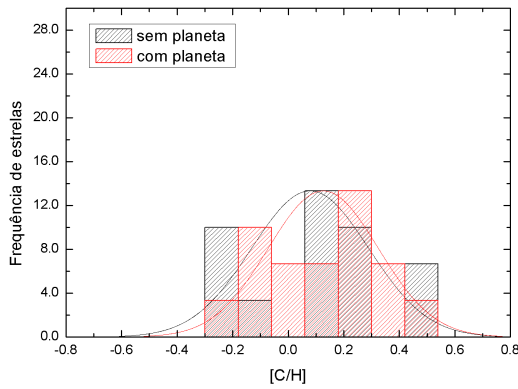
$$t = \frac{(\mu_1 - \mu_2)}{\sqrt{(n_1 - 1)\sigma_1^2 + (n_2 - 1)\sigma_2^2}} \cdot \sqrt{\frac{n_1 n_2 (n_1 + n_2 - 2)}{n_1 + n_2}} \quad (6.2)$$

Tabela 6.11 - Médias de [Fe/H], [C/H] e [N/H], desvio padrão e número de estrelas de cada sub-conjunto de estrelas, utilizados para comparar as subamostras entre si segundo o teste t-student.

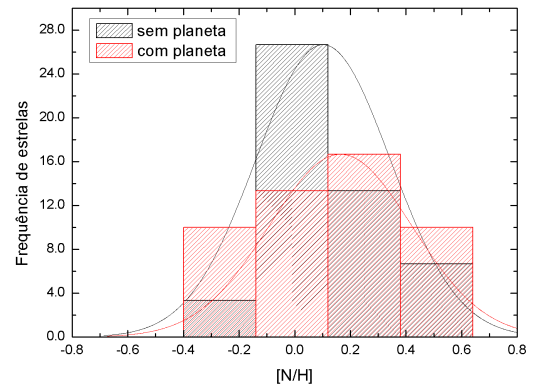
	Tipo Solar					
	Com Planeta			Sem Planeta		
	[Fe/H]	[C/H]	[N/H]	[Fe/H]	[C/H]	[N/H]
Média	0,15	0,13	0,16	0,10	0,08	0,10
Desvio Padrão	0,12	0,17	0,22	0,15	0,12	0,18
Estrelas	15	15	14	15	15	12
	Análoga Solar					
	Com Planeta			Sem Planeta		
	[Fe/H]	[C/H]	[N/H]	[Fe/H]	[C/H]	[N/H]
Média	0,14	0,13	0,16	0,02	0,014	0,03
Desvio Padrão	0,12	0,18	0,22	0,12	0,13	0,14
Estrelas	14	14	14	11	11	9

A Figura 6.16 mostra [C/Fe] versus [Fe/H], para a amostra de estrela de Takeda et al. (2005). Podemos observar que existe uma tendência de estrelas com planetas serem encontradas em intervalos de maiores metalicidades do que estrelas sem planetas. O mesmo percebemos na Figura 6.17 da comparação entre [N/Fe] e [Fe/H]. Todos os planetas detectados para estas estrelas são gigantes gasosos, logo podemos apenas afirmar que estrelas com planetas gasosos têm uma tendência a serem mais metálicas do que estrelas sem planetas.

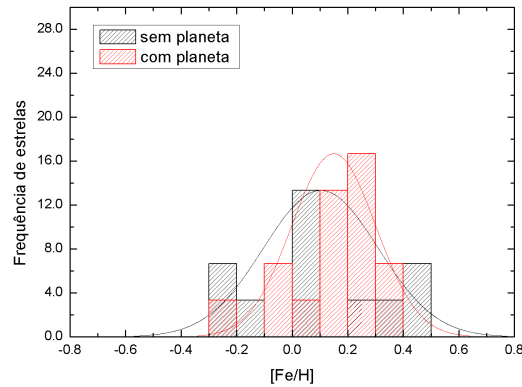
Figura 6.14 - Estrelas de tipo solar da amostra de [Takeda et al. \(2005\)](#). Distribuição de abundâncias elementares para estrelas com e sem planetas conhecidos (frequência percentual versus $[X/H]$): (a) carbono, (b) nitrogênio e (c) ferro. As larguras dos “bins” de todos histogramas são iguais ao dobro do erro típico ou médio da abundância elemental ($erro_{[C/H]}=0,06$ dex, $erro_{[N/H]}=0,13$ dex, $erro_{[Fe/H]}=0,05$ dex).



((a))

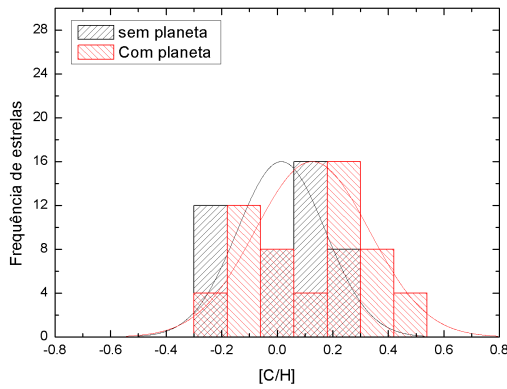


((b))

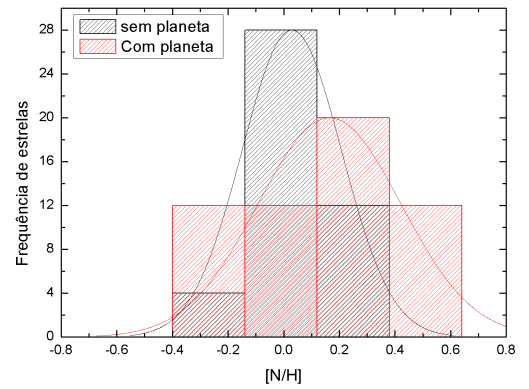


((c))

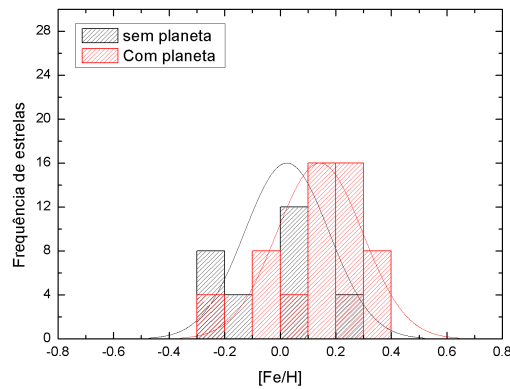
Figura 6.15 - Estrelas análogas solares da amostra de [Takeda et al. \(2005\)](#). Distribuição de abundâncias elementais para estrelas com e sem planetas conhecidos (frequência percentual versus $[X/H]$): (a) carbono, (b) nitrogênio e (c) ferro. As larguras dos “bins” de todos histogramas são iguais ao dobro do erro típico ou médio da abundância elemental ($erro_{[C/H]}=0,06$ dex, $erro_{[N/H]}=0,13$ dex, $erro_{[Fe/H]}=0.05$ dex).



((a))



((b))



((c))

Figura 6.16 - $[C/Fe]$ versus $[Fe/H]$ para a amostra de estrelas da amostra de Takeda et al. (2005).

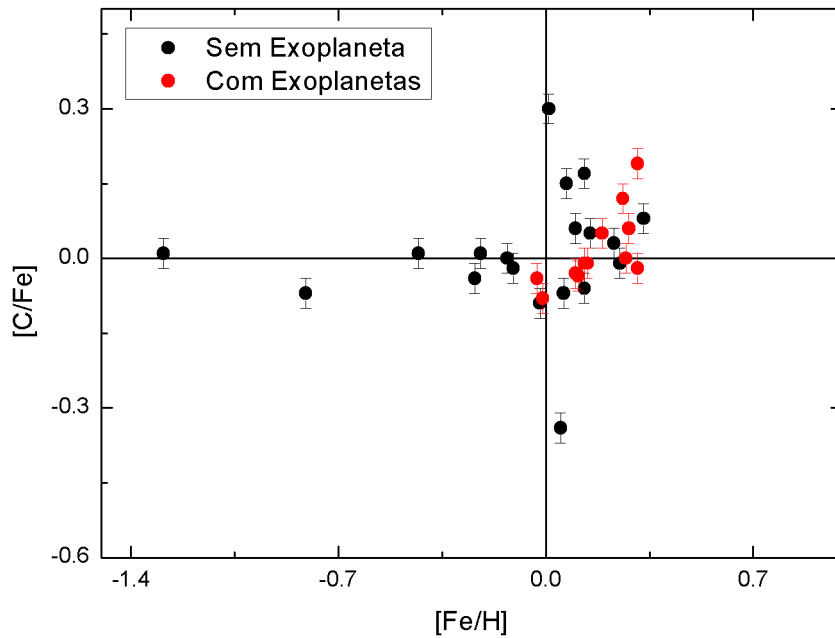
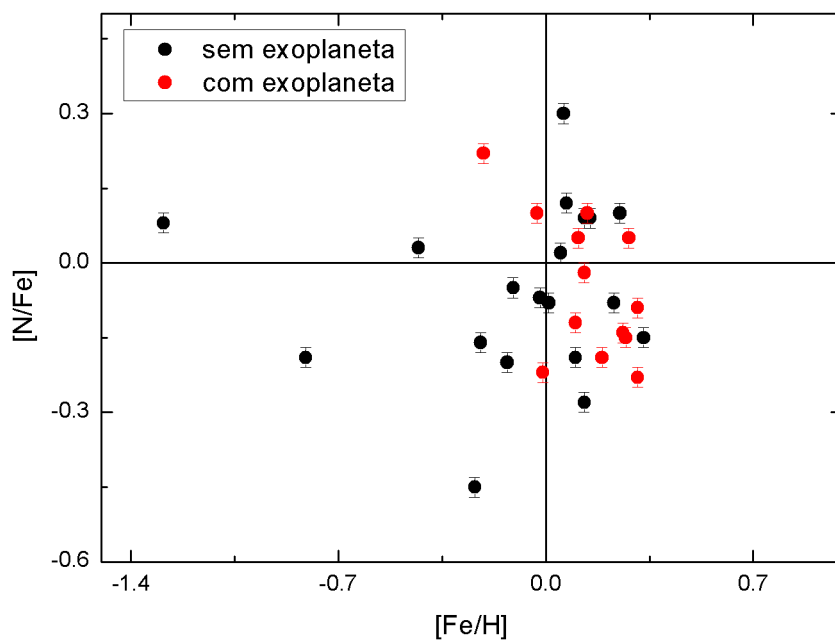


Figura 6.17 - $[N/Fe]$ versus $[Fe/H]$ para a amostra de estrelas da amostra de Takeda et al. (2005).



7 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Ao avaliar todo o trabalho desenvolvido, e buscar alcançar um dos objetivos do trabalho de determinar se existe uma relação entre as abundâncias de carbono e nitrogênio com a presença de planetas, podemos concluir que para o grupo de estrelas de [Carlos \(2015\)](#) esta relação foi encontrada. Seguindo a ideia de [Melendez et al. \(2009\)](#) de que estrelas com planetas são deficientes em elementos refratários com relação aos voláteis, esta hipótese nos ajudou a concluir que para o par de estrelas HD078747-HD126793, com nenhuma das estrelas tendo planetas detectados até o momento, que a estrela HD126793 possui um ou mais planetas em sua órbita, ao analisar a inclinação do ajuste linear da Figura 6.4. Para o par HD059984-HD126793, com nenhuma das estrelas tendo planetas detectados até o momento, podemos concluir que a estrela HD059984 deve possuir planetas, já que pela Figura 6.3 o ajuste linear não apresenta inclinação angular, evidenciando que esta estrela não é rica nem deficiente em elementos refratários com relação aos voláteis quando comparada a estrela HD126793, que pela análise anterior possivelmente deve hospedar planetas.

Para a amostra de estrelas de [Takeda et al. \(2005\)](#), por não conter muitas estrelas, tirar conclusões definitivas não seria muito apropriado, embora tenhamos percebido diferenças sutis para o grupo de estrelas análogas solares, que mostram uma tendência de que estrelas com planetas são em média ligeiramente mais abundantes em ferro como em carbono e nitrogênio. Neste sentido, uma perspectiva deste trabalho é aumentar significativamente a amostra de estrelas, bem como usar mais indicadores espectrais para aprimorar a determinação da abundância do carbono e nitrogênio, diminuindo assim o erro correspondente.

Outro foco do trabalho foi buscar uma série de linhas de transições moleculares isoladas que podem ser utilizadas para síntese espectral na determinação das abundâncias do C e N. Trabalhar com estas linhas na faixa do azul (aproximadamente 3350 Å a 5000 Å) nos limitou a uma região muito estreita, sendo assim para estudarmos a molécula do C₂ utilizamos linhas com comprimentos de onda maiores que 5000 Å.

O desenvolvimento de diversos códigos em Python para automatizar e realizar tarefas fundamentais para o trabalho foi de grande auxílio para obter uma maior precisão nas abundâncias elementares das estrelas, além de facilitar o processo de síntese espectral. Os códigos desenvolvidos podem ser aplicados e adaptados para analisar qualquer tipo de espectro estelar. A partir da automatização deste processo de análise química via síntese espectral, pode-se repetir quantas vezes for necessária

cada etapa do processo bem como aperfeiçoá-la.

A experiência adquirida em programação e em derivar abundância química por meio da síntese espectral será de grande valia para o futuro trabalho de doutorado, cuja automatização pode ainda ser aprimorada e expandida a outros problemas. Outras absorções moleculares e/ou atômicas podem também ser buscadas para serem usadas como indicadores de abundâncias elementares. Com um processo mais automático e rápido, aplicar toda a metodologia para várias amostras de estrelas com espectros em alta resolução, nos dará mais confiança em tirar conclusões mais fundamentadas acerca da relação entre a abundância dos elementos carbono e nitrogênio, e possivelmente outros elementos, para amostras mais amplas de estrelas com e sem planetas.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

ASPLUND, M.; GREVESSE, N.; SAUVAL, A. J. The solar chemical composition. **Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis in honor of David L. Lambert**, v. 336, p. 25, 2005. xv, 2

ASPLUND, M.; GREVESSE, N.; SAUVAL, A. J.; SCOTT, P. The chemical composition of the sun. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 47, n. 1, p. 481–522, 2009. xv, 2

BELAS, C. S.; BLANCHET, G. H. An absorption line at λ 4430.6 of possibly interstellar origin. **Royal Astronomical Society**, v. 98, p. 398, 1938. 12

BROOKE, J. S. A.; RAM, R. S.; WESTERN, C. M.; LI, G.; SCHWENKE, D. W.; BERNATH, P. F. Einstein coefficients and oscillator strengths for the $A^2\Pi - X^2\Sigma^+$ (red) and $B^2\Sigma^+ - X^2\Sigma^+$ (violet) systems and rovibrational transitions in the $X^2\Sigma^+$ state of cn. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 210, n. 2, p. 23, 2014. 12

CAFFAU, E.; MAIORCA, E.; BONIFACIO, P.; FARAGGIANA, R.; STEFFEN, M.; LUDWIG, H.-G.; KAMP, I.; BUSSO, M. The photospheric solar oxygen project i. abundance analysis of atomic lines and influence of atmospheric models. **Astronomy & Astrophysics**, v. 488, 2008. xv, 2

_____. The solar photospheric nitrogen abundance analysis of atomic transitions with 3d and 1d model atmospheres. **Astronomy & Astrophysics**, v. 498, 2009. xv, 2

_____. The solar photospheric abundance of carbon analysis of atomic carbon lines with the co5bold solar model. **Astronomy & Astrophysics**, v. 514, 2010. xv, 2

CARLOS, M. G. C. C. **Análise química diferencial detalhada de estrelas de tipo solar pobres em metais com e sem planetas**. Tese (Dissertação de mestrado em Astrofísica) — Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE), São José dos Campos, 2015. Disponível em:

<<<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34P/3J7RUPS>>. Acesso em: 23 fev. 2017.>.

xix, xx, 3, 6, 13, 14, 16, 17, 18, 20, 23, 47, 55, 56, 58, 75

CASTELLI, F.; KURUCZ, R. L. New grids of atlas9 model atmospheres. **ArXiv Astrophysics e-prints**, 2004. 14, 19, 20

- DEHNEN, W.; BINNEY, J. J. Local stellar kinematics from hipparcos data. **Royal Astronomical Society**, v. 298, p. 387–394, 1998. 61
- FISCHER, D. A.; VALENTI, J. The planet-metallicity correlation. **The Astrophysical Journal**, v. 622, p. 1102–1117, 2005. 3
- GONTCHAROV, G. A. Pulkovo compilation of radial velocities for 35 495 hipparcos stars in a common system. **Astronomy Letters**, v. 32, p. 759–771, 2006. 61
- GRAY, D. F. **The observation and analysis of stellar photospheres**. Cambridge University Press, UK: Cambridge, 2005. 7, 8, 9, 10
- GREVESSE, N.; ASPLUND, M.; SAUVAL, A. J. The solar chemical composition. **Space Science Reviews**, v. 130, n. 1, p. 105–114, 2007. xv, 2
- GREVESSE, N.; ASPLUND, M.; SAUVAL, A. J.; SCOTT, P. The chemical composition of the sun. **Astrophysics and Space Science**, v. 328, n. 1, p. 179–183, 2010. xv, 2
- GREVESSE, N.; SAUVAL, A. Standard solar composition. **Space Science Reviews**, v. 85, p. 161–174, 1998. xv, 2
- HOLWEGGER, H. Photospheric abundances: Problems, updates, implications. In: INTERNATIONAL FUZZY SYSTEMS ASSOCIATION WORLD CONGRESS, 1., 2001. **Proceedings...** <http://aip.scitation.org/doi/abs/10.1063/1.1433974>: AIP Conference Proceedings, 2001. p. 23–30. xv, 2
- JOHNSON, D. R. H.; SODERBLOM, D. R. Calculating galactic space velocities and their uncertainties, with an application to the ursa major group. **Astronomical Journal**, v. 93, p. 864, 1987. 61
- KURUCZ, R. L. **Kurucz**. Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics: [s.n.], 2016. Disponível em: <<http://kurucz.harvard.edu/>>. 22
- LAMBERT, D. L. The abundance of the elements in the solar photosphere - viii. revised abundance of carbon, nitrogen and oxygen. **Mon. Not. R. astr. Soc**, v. 182, p. 249–272, 1978. xv, 2
- LEACH, S. Why coBE and CN spectroscopy cosmic background radiation temperature measurements differ, and a remedy. **Royal Astronomical Society**, v. 421, p. 1325–1330, 2012. 12

LEEUWEN, F. van. Pulkovo compilation of radial velocities for 35 495 hipparcos stars in a common system. **Astronomy & Astrophysics**, v. 474, p. 653–664, 2007. 61

MCKELLAR, A. Wave lengths of the ch band lines. **Astronomical Society of the Pacific**, v. 52, p. 312, 1940. 12

MELÉNDEZ, J.; ASPLUND, M.; GUSTAFSSON, B.; YONG, D. The peculiar solar composition and its possible relation to planet formation. the astrophysical journal. **The Astrophysical Journal**, v. 704, p. 66–70, 2009. 1, 3, 57, 75

RAMÍREZ, I.; MELÉNDEZ, J.; BEAN, J.; ASPLUND, M.; BEDELL, M.; MONROE, T.; CASAGRANDE, L.; SCHIRBEL, L.; DREIZLER, S.; TESKE, J.; MAIA, M. T.; ALVES-BRITO, A.; BAUMANN, P. The solar twin planet search i. fundamental parameters of the stellar sample. **Astronomy & Astrophysics**, v. 48, p. 572, 2014. 63

REDDY, B. E.; LAMBERT, D. L.; PRIETO, C. A. Elemental abundance survey of the galactic thick disc. **Royal Astronomical Society**, v. 367, p. 1329–1366, 2006. 63

RYBICKI, G. B.; LIGHTMAN, A. P. **Radiative processes in astrophysics**. Toronto, Canada: John Wiley e Sons, 1979. 11

SANSOM, A. E.; MILONE, A. de C.; VAZDEKIS, A.; SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P. Tests of model predictions for the responses of stellar spectra and absorption-line indices to element abundance variations. **MNRAS**, v. 435, p. 952–974, 2013. 20

SANTOS, L. A. dos; MELÉNDEZ, J.; JR, J. D. do N.; BEDEL, M.; RAMÍREZ, I.; BEAN, J. L.; ASPLUND, M.; SPINA, L.; DREIZLER, S.; ALVES-BRITO, A.; CASAGRANDE, L. The solar twin planet search iv. the sun as a typical rotator and evidence for a new rotational braking law for sun-like stars. **Astronomy & Astrophysics**, 2016. 43

SILVA, R. da; MILONE, A. de C.; ROCHA-PINTO, H. J. Homogeneous abundance analysis of fgk dwarf, subgiant, and giant stars with and without giant planets. **Astronomy & Astrophysics**, v. 24, p. 580, 2015. xv, 3, 4, 5, 61

SILVA, R. O. da. **Composição química, evolução e cinemática de estrelas de tipo solar**. Tese (Dissertação de mestrados em Astrofísica) — Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE), São José dos Campos, 2003. Disponível em:

<<<http://urlib.net/sid.inpe.br/jeferson/2003/08.20.15.04>>. Acesso em: 23 fev. 2017.>. 11

SNEDEN, C. **MOOG**. Universidade do Texas: [s.n.], 2016. Disponível em: <<http://www.as.utexas.edu/~chris/moog.html>>. Acesso em: 10 de Abril 2016. 17

SUÁREZ-ANDRÉS, L.; ISRAELIAN, G.; HERNÁNDEZ, J. G.; ADIBEKYAN, V. Z.; MENA, E. D.; SANTOS, N. C.; SOUSA, S. G. Cno behaviour in planet-harboured stars. i. nitrogen abundances in stars with planet. **Astronomy & Astrophysics**, May 11, 2016. xv, 4, 5

TAKEDA, Y. Fundamental parameters and elemental abundances of 160 f g k stars based on oao spectrum database. **Royal Astronomical Society**, v. 57, p. 335–356, 2007. xix, 6, 13, 15

TAKEDA, Y.; HONDA, S. Photospheric cno abundances of solar-type stars. **Royal Astronomical Society**, v. 59, p. 65–82, 2005. 13

TAKEDA, Y.; SATO, B. ei; KAMBE, E.; MASUDA, S.; IZUMIURA, H.; WATANABE, E.; OHKUBO, M.; YANAGISAWA, K.; YASAKA, Y.; HONDA, S.; KAWANOMOTO, S.; AOKI, W.; ANDO, H.; SADAKANE, K.; TAKADA-HIDAI, M.; MIYAMA, S. M. High-dispersion spectra collection of nearby stars at okayama astrophysical observatory: A basis for spectroscopic abundance standards. **Astronomical Society of Japan**, v. 57, p. 13–25, 2005. xviii, xx, 13, 19, 20, 23, 51, 55, 60, 61, 62, 63, 68, 70, 71, 72, 73, 75

VIENNA ATOMIC LINE DATABASE - VALD3. 2016. Disponível em: <<http://vald.astro.uu.se/>>. 22

APÊNDICE A - Abundâncias do C e N para a amostra de estrelas do Takeda

Tabela .1 - Estrela HD000400

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	$0,07 \pm 0,10$	4195		5165	$-0,24 \pm 0,08$
4212	$-0,14 \pm 0,10$			5635	
4213	$-0,10 \pm 0,10$				
4217	$-0,18 \pm 0,10$				
4218	$-0,14 \pm 0,10$				
4263					
4264					
4293	$-0,23 \pm 0,10$				
Média	$-0,16 \pm 0,04$				$-0,24 \pm 0,08$

Tabela .2 - Estrela HD006582

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	$-0,90 \pm 0,10$	4195		5165	$-0,87 \pm 0,08$
4212	$-0,91 \pm 0,10$			5635	$-0,94 \pm 0,08$
4213	$-0,91 \pm 0,10$				
4217	$-0,91 \pm 0,10$				
4218	$-0,91 \pm 0,10$				
4263					
4264					
4293					
Média	$-0,91 \pm 0,01$				$-0,91 \pm 0,08$

Tabela .3 - Estrela HD009826

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,10±0,10	4195		5165	-0,13±0,08
4212	0,13±0,10			5635	
4213	0,08±0,10				
4217	0,03±0,10				
4218	0,07±0,10				
4263	0,17±0,10				
4264	0,09±0,10				
4293	0,13±0,10				
Média	-0,10±0,03				-0,13±0,08

Tabela .4 - Estrela HD010697

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,18±0,10	4195	0,11±0,13	5165	0,09±0,08
4212	0,16±0,10			5635	-0,01±0,08
4213	0,10±0,10				
4217	0,16±0,10				
4218	0,17±0,10				
4263					
4264	0,15±0,10				
4293	0,16±0,10				
Média	-0,15±0,02		0,11±0,10		0,10±0,08

Tabela .5 - Estrela HD010700

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	-0,43±0,10	4195	-0,88±0,13	5165	-0,46±0,08
4212	-0,50±0,10			5635	
4213	-0,49±0,10				
4217	-0,47±0,10				
4218	-0,46±0,10				
4263	-0,45±0,10				
4264	-0,44±0,10				
4293	-0,33±0,10				
Média	-0,46±0,02		-0,88±0,10		-0,46±0,08

Tabela .6 - Estrela HD010780

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	-0,11±0,10	4195	-0,09±0,13	5165	-0,13±0,08
4212	-0,07±0,10			5635	-0,13±0,08
4213	-0,12±0,10				
4217	-0,06±0,10				
4218	-0,12±0,10				
4263	-0,13±0,10				
4264	-0,01±0,10				
4293	0,00±0,10				
Média	-0,06±0,04		-0,09±0,10		-0,07±0,08

Tabela .7 - Estrela HD016141

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	-0,05±0,10	4195	-0,13±0,13	5165	0,13±0,08
4212	0,17±0,10			5635	-0,05±0,08
4213	0,12±0,10				
4217	0,06±0,10				
4218	0,01±0,10				
4263	0,13±0,10				
4264	0,12±0,10				
4293	-0,10±0,10				
Média	0,06±0,08		-0,13±0,13		-0,01±0,08

Tabela .8 - Estrela HD016895

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,15±0,10	4195	0,18±0,13	5165	
4212	0,14±0,10			5635	
4213	0,06±0,10				
4217	0,05±0,10				
4218	0,10±0,10				
4263	0,25±0,10				
4264	0,16±0,10				
4293	0,13±0,10				
Média	0,11±0,04		0,18±0,13		

Tabela .9 - Estrela HD018803

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,12±0,10	4195	0,18±0,13	5165	0,10±0,08
4212	0,10±0,10			5635	
4213	0,05±0,10				
4217	0,13±0,10				
4218	0,03±0,10				
4263					
4264					
4293	0,12±0,10				
Média	0,08±0,04		0,18±0,13		0,10±0,08

Tabela .10 - Estrela HD01994

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,60±0,10	4195	0,12±0,13	5165	0,23±0,08
4212	0,09±0,10			5635	0,23±0,08
4213					
4217					
4218					
4263	0,54±0,10				
4264	0,51±0,10				
4293	0,46±0,10				
Média	0,52±0,04		0,12±0,13		0,23±0,08

Tabela .11 - Estrela HD022049

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192		4195	-0,14±0,13	5165	-0,08±0,10
4212	-0,19±0,10			5635	-0,15±0,08
4213	-0,21±0,10				
4217	-0,22±0,10				
4218					
4263	0,01±0,10				
4264	0,00±0,10				
4293	-0,16±0,10				
Média	-0,13±0,09		-0,14±0,13		-0,11±0,08

Tabela .12 - Estrela HD035062

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,24±0,10	4195	0,14±0,13	5165	0,14±0,08
4212	0,26±0,10			5635	0,13±0,08
4213	0,22±0,10				
4217	0,24±0,10				
4218	0,23±0,10				
4263	0,32±0,10				
4264	0,23±0,10				
4293	0,29±0,10				
Média	0,24±0,01		0,14±0,13		0,13±0,08

Tabela .13 - Estrela HD033636

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	-0,20±0,10	4195		5165	-0,21±0,08
4212	-0,19±0,10			5635	
4213	-0,23±0,10				
4217	-0,22±0,10				
4218	-0,22±0,10				
4263	-0,16±0,10				
4264	-0,18±0,10				
4293	-0,18±0,10				
Média	-0,20±0,02				-0,21±0,08

Tabela .14 - Estrela HD038529

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,53±0,10	4195	0,41±0,13	5165	0,28±0,08
4212	0,34±0,10			5635	0,27±0,08
4213	0,28±0,10				
4217	0,27±0,10				
4218	0,22±0,10				
4263	0,35±0,10				
4264	0,30±0,10				
4293	0,33±0,10				
Média	0,30±0,04		0,41±0,13		0,27±0,08

Tabela .15 - Estrela HD050554

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	-0,03±0,10	4195	-0,22±0,13	5165	-0,11±0,08
4212	-0,01±0,10			5635	
4213	-0,08±0,10				
4217	-0,07±0,10				
4218	-0,03±0,10				
4263	0,00±0,10				
4264	-0,10±0,10				
4293	0,10±0,10				
Média	-0,10±0,02		-0,22±0,13		-0,11±0,08

Tabela .16 - Estrela HD052265

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,25±0,10	4195	-0,03±0,13	5165	0,26±0,08
4212	0,34±0,10			5635	
4213	0,31±0,10				
4217	0,20±0,10				
4218	0,20±0,10				
4263	0,21±0,10				
4264	0,12±0,10				
4293	0,21±0,10				
Média	0,23±0,05		-0,03±0,13		0,26±0,08

Tabela .17 - Estrela HD061421

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,10±0,10	4195	0,28±0,13	5165	0,03±0,08
4212	0,21±0,10			5635	
4213	0,22±0,10				
4217	0,05±0,10				
4218	0,11±0,10				
4263	0,22±0,10				
4264					
4293	0,13±0,10				
Média	0,15±0,06		0,28±0,13		0,03±0,08

Tabela .18 - Estrela HD067228

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	$0,28 \pm 0,10$	4195	$0,22 \pm 0,13$	5165	$0,13 \pm 0,08$
4212	$0,18 \pm 0,10$			5635	$0,05 \pm 0,08$
4213	$0,12 \pm 0,10$				
4217	$0,07 \pm 0,10$				
4218	$0,17 \pm 0,10$				
4263	$0,18 \pm 0,10$				
4264	$0,11 \pm 0,10$				
4293	$0,14 \pm 0,10$				
Média	$0,14 \pm 0,03$		$0,22 \pm 0,13$		$0,09 \pm 0,08$

Tabela .19 - Estrela HD069830

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	$0,10 \pm 0,10$	4195	$-0,16 \pm 0,13$	5165	$-0,06 \pm 0,08$
4212	$-0,17 \pm 0,10$			5635	
4213	$-0,19 \pm 0,10$				
4217	$-0,17 \pm 0,10$				
4218	$-0,27 \pm 0,10$				
4263	$-0,05 \pm 0,10$				
4264	$-0,08 \pm 0,10$				
4293	$-0,05 \pm 0,10$				
Média	$-0,14 \pm 0,07$		$-0,16 \pm 0,13$		$-0,06 \pm 0,08$

Tabela .20 - Estrela HD075732

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	$0,71 \pm 0,10$	4195	$0,48 \pm 0,13$	5165	$0,38 \pm 0,08$
4212	$0,42 \pm 0,10$			5635	$0,49 \pm 0,08$
4213	$0,33 \pm 0,10$				
4217	$0,33 \pm 0,10$				
4218	$0,27 \pm 0,10$				
4263	$0,49 \pm 0,10$				
4264	$0,48 \pm 0,10$				
4293	$0,39 \pm 0,10$				
Média	$0,39 \pm 0,07$		$0,48 \pm 0,13$		$0,43 \pm 0,08$

Tabela .21 - Estrela HD082943

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,37±0,10	4195	0,37±0,13	5165	0,22±0,08
4212	0,43±0,10			5635	0,19±0,08
4213	0,31±0,10				
4217	0,26±0,10				
4218	0,26±0,10				
4263	0,40±0,10				
4264	0,27±0,10				
4293	0,31±0,10				
Média	0,33±0,06		0,37±0,13		0,20±0,08

Tabela .22 - Estrela HD089744

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,09±0,10	4195	0,19±0,13	5165	0,10±0,08
4212	0,22±0,10			5635	
4213	0,19±0,10				
4217	0,10±0,10				
4218	0,13±0,10				
4263	0,05±0,10				
4264	-0,14±0,10				
4293	0,27±0,10				
Média	0,15±0,07		0,19±0,13		0,10±0,08

Tabela .23 - Estrela HD095128

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,06±0,10	4195	-0,07±0,13	5165	
4212	0,07±0,10			5635	
4213	0,06±0,10				
4217	0,07±0,10				
4218	0,09±0,10				
4263	0,08±0,10				
4264	0,03±0,10				
4293	0,10±0,10				
Média	0,07±0,01		-0,07±0,13		

Tabela .24 - Estrela HD099491

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192		4195	0,13±0,13	5165	0,29±0,08
4212	0,24±0,10			5635	
4213	0,22±0,10				
4217	0,20±0,10				
4218	0,22±0,10				
4263	0,31±0,10				
4264	0,28±0,10				
4293	0,37±0,10				
Média	0,23±0,02		0,13±0,13		0,29±0,08

Tabela .25 - Estrela HD102870

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,19±0,10	4195	0,06±0,13	5165	0,18±0,08
4212	0,22±0,10			5635	
4213	0,28±0,10				
4217	0,14±0,10				
4218	0,17±0,10				
4263	0,21±0,10				
4264	0,12±0,10				
4293	0,20±0,10				
Média	0,18±0,03		0,06±0,13		0,18±0,08

Tabela .26 - Estrela HD103095

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	-1,60±0,10	4195		5165	-1,56±0,10
4212	-1,66±0,10			5635	-1,41±0,08
4213	-1,64±0,10				
4217	-1,68±0,10				
4218	-1,66±0,10				
4263	-1,54±0,10				
4264	-1,56±0,10				
4293	-1,63±0,10				
Média	-1,62±0,04				-1,48±0,08

Tabela .27 - Estrela HD104304

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	$0,51 \pm 0,10$	4195	$0,34 \pm 0,13$	5165	$0,27 \pm 0,08$
4212	$0,30 \pm 0,10$			5635	$0,22 \pm 0,08$
4213	$0,23 \pm 0,10$				
4217	$0,20 \pm 0,10$				
4218	$0,15 \pm 0,10$				
4263	$0,32 \pm 0,10$				
4264	$0,31 \pm 0,10$				
4293	$0,39 \pm 0,10$				
Média	$0,27 \pm 0,06$		$0,34 \pm 0,13$		$0,24 \pm 0,08$

Tabela .28 - Estrela HD109358

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	$-0,22 \pm 0,10$	4195	$-0,30 \pm 0,13$	5165	$-0,23 \pm 0,08$
4212	$-0,18 \pm 0,10$			5635	$-0,38 \pm 0,08$
4213	$-0,21 \pm 0,10$				
4217	$-0,22 \pm 0,10$				
4218	$-0,19 \pm 0,10$				
4263	$-0,38 \pm 0,10$				
4264	$-0,22 \pm 0,10$				
4293	$-0,17 \pm 0,10$				
Média	$-0,20 \pm 0,02$		$-0,30 \pm 0,13$		$-0,30 \pm 0,08$

Tabela .29 - Estrela HD117176

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	$-0,09 \pm 0,10$	4195	$-0,26 \pm 0,13$	5165	$-0,22 \pm 0,08$
4212	$-0,23 \pm 0,10$			5635	
4213	$-0,26 \pm 0,10$				
4217	$-0,20 \pm 0,10$				
4218	$-0,19 \pm 0,10$				
4263	$-0,17 \pm 0,10$				
4264	$-0,17 \pm 0,10$				
4293	$-0,07 \pm 0,10$				
Média	$-0,17 \pm 0,05$		$-0,26 \pm 0,13$		$-0,22 \pm 0,08$

Tabela .30 - Estrela HD120136

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,49±0,10	4195		5165	0
4212	0,52±0,10			5635	
4213	0,43±0,10				
4217	0,31±0,10				
4218	0,38±0,10				
4263	0,43±0,10				
4264	0,14±0,10				
4293	0,42±0,10				
Média	0,43±0,05				

Tabela .31 - Estrela HD121370

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,59±0,10	4195		5165	
4212	0,52±0,10			5635	
4213	0,44±0,10				
4217	0,42±0,10				
4218	0,47±0,10				
4263	0,68±0,10				
4264	0,60±0,10				
4293	0,59±0,10				
Média	0,54±0,07				

Tabela .32 - Estrela HD134987

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,72±0,10	4195	0,33±0,13	5165	0,29±0,08
4212	0,22±0,10			5635	0,27±0,08
4213	0,11±0,10				
4217	0,41±0,10				
4218	0,71±0,10				
4263	0,38±0,10				
4264	0,29±0,10				
4293	0,46±0,10				
Média	0,31±0,10		0,33±0,13		0,28±0,08

Tabela .33 - Estrela HD143761

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	-0,16±0,10	4195	0,50±0,13	5165	-0,24±0,08
4212	-0,17±0,10			5635	
4213	-0,19±0,10				
4217	-0,17±0,10				
4218	-0,13±0,10				
4263	-0,09±0,10				
4264	-0,09±0,10				
4293	-0,10±0,10				
Média	-0,14±0,04		0,50±0,13		-0,24±0,08

Tabela .34 - Estrela HD145675

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,78±0,10	4195	0,52±0,13	5165	
4212	0,46±0,10			5635	
4213	0,38±0,10				
4217	0,27±0,10				
4218	0,29±0,10				
4263	0,46±0,10				
4264	0,43±0,10				
4293	0,35±0,10				
Média	0,38±0,06		0,52±0,13		

Tabela .35 - Estrela HD182572

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,68±0,10	4195	0,43±0,13	5165	0,34±0,08
4212	0,41±0,10			5635	
4213	0,33±0,10				
4217	0,29±0,10				
4218	0,26±0,10				
4263	0,39±0,10				
4264	0,35±0,10				
4293	0,36±0,10				
Média	0,34±0,04		0,43±0,13		0,34±0,08

Tabela .36 - Estrela HD186408

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,06±0,10	4195	0,37±0,13	5165	0,22±0,08
4212	0,13±0,10			5635	0,19±0,08
4213	-0,15±0,10				
4217	-0,01±0,10				
4218	0,00±0,10				
4263	0,05±0,10				
4264	0,10±0,10				
4293	0,05±0,10				
Média	0,03±0,02		0,37±0,13		0,20±0,08

Tabela .37 - Estrela HD186727

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,35±0,10	4195	0,06±0,13	5165	0,06±0,08
4212	0,28±0,10			5635	
4213	0,18±0,10				
4217	0,08±0,10				
4218	0,10±0,10				
4263	0,06±0,10				
4264	0,08±0,10				
4293	0,17±0,10				
Média	0,11±0,04		0,06±0,13		0,06±0,08

Tabela .38 - Estrela HD195019

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	-0,05±0,10	4195	-0,19±0,13	5165	-0,13±0,08
4212	-0,03±0,10			5635	
4213	-0,10±0,10				
4217	0,01±0,10				
4218	0,09±0,10				
4263	0,03±0,10				
4264	0,01±0,10				
4293	0,06±0,10				
Média	0,00±0,05		-0,19±0,13		-0,13±0,08

Tabela .39 - Estrela HD196755

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	$0,33\pm0,10$	4195	$-0,12\pm0,13$	5165	$0,01\pm0,08$
4212	$0,11\pm0,10$			5635	
4213	$0,05\pm0,10$				
4217	$0,06\pm0,10$				
4218	$0,10\pm0,10$				
4263	$0,16\pm0,10$				
4264	$0,11\pm0,10$				
4293	$0,05\pm0,10$				
Média	$0,09\pm0,03$		$-0,12\pm0,13$		$0,01\pm0,08$

Tabela .40 - Estrela HD210277

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192		4195		5165	
4212				5635	
4213					
4217					
4218					
4263					
4264					
4293					
Média					

Tabela .41 - Estrela HD217014

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	$0,27\pm0,10$	4195	$0,19\pm0,13$	5165	$0,15\pm0,08$
4212	$0,22\pm0,10$			5635	
4213	$0,14\pm0,10$				
4217	$0,16\pm0,10$				
4218	$0,15\pm0,10$				
4263	$0,23\pm0,10$				
4264	$0,21\pm0,10$				
4293	$0,23\pm0,10$				
Média	$0,09\pm0,04$		$0,19\pm0,13$		$0,15\pm0,08$

Tabela .42 - Estrela HD217107

CH A-X	[C/H] (dex)	CN B-X	[N/H] (dex)	C ₂ D-X	[C/H] (dex)
4192	0,76±0,10	4195	0,53±0,13	5165	0,41±0,08
4212	0,60±0,10			5635	
4213	0,56±0,10				
4217	0,50±0,10				
4218	0,49±0,10				
4263	0,74±0,10				
4264	0,72±0,10				
4293	0,57±0,10				
Média	0,62±0,09		0,53±0,13		0,41±0,08

ANEXO A - DEMONSTRAÇÃO DA DIFERENÇA [X/H]-[Fe/H]

Prova para $[X/Fe] = [X/H] - [Fe/H]$. Da definição de $[Fe/H]$:

$$[Fe/H] = \log \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{\otimes} - \log \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{\odot}. \quad (\text{B.1})$$

Fazendo a seguinte subtração:

$$[X/H] - [Fe/H], \quad (\text{B.2})$$

$$\left[\log \left(\frac{N_X}{N_H} \right)_{\otimes} - \log \left(\frac{N_X}{N_H} \right)_{\odot} \right] - \left[\log \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{\otimes} - \log \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{\odot} \right]. \quad (\text{B.3})$$

Aplicando a regra de diferença entre logaritmo:

$$\log(N_X)_{\otimes} - \log(N_H)_{\otimes} - \log(N_X)_{\odot} + \log(N_H)_{\odot} - \log(N_{Fe})_{\otimes} + \log(N_H)_{\otimes} + \log(N_{Fe})_{\odot} - \log(N_H)_{\odot}. \quad (\text{B.4})$$

Cortando o que é igual na equação anterior, ficamos com:

$$\log(N_X)_{\otimes} - \log(N_X)_{\odot} - \log(N_{Fe})_{\otimes} + \log(N_{Fe})_{\odot}. \quad (\text{B.5})$$

Reagrupando os termos,

$$\log \left(\frac{N_X}{N_{Fe}} \right)_{\otimes} + \log \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{\odot}, \quad (\text{B.6})$$

e invertendo o quociente do segundo termo de logaritmo da expressão acima, tem-se:

$$\log \left(\frac{N_X}{N_{Fe}} \right)_{\otimes} - \log \left(\frac{N_X}{N_{Fe}} \right)_{\odot}. \quad (\text{B.7})$$

Aplicando a Equação B.1, tal que:

$$\log \left(\frac{N_X}{N_{Fe}} \right)_{\otimes} - \log \left(\frac{N_X}{N_{Fe}} \right)_{\odot} = [X/Fe], \quad (\text{B.8})$$

Como queríamos demostrar $[X/Fe] = [X/H] - [Fe/H]$.

$$\left[\log \left(\frac{N_X}{N_{Fe}} \right)_{\otimes} - \log \left(\frac{N_X}{N_{Fe}} \right)_{\odot} \right] = \left[\log \left(\frac{N_X}{N_H} \right)_{\otimes} - \log \left(\frac{N_X}{N_H} \right)_{\odot} \right] - \left[\log \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{\otimes} - \log \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{\odot} \right]. \quad (\text{B.9})$$

PUBLICAÇÕES TÉCNICO-CIENTÍFICAS EDITADAS PELO INPE

Teses e Dissertações (TDI)

Teses e Dissertações apresentadas nos Cursos de Pós-Graduação do INPE.

Manuais Técnicos (MAN)

São publicações de caráter técnico que incluem normas, procedimentos, instruções e orientações.

Notas Técnico-Científicas (NTC)

Incluem resultados preliminares de pesquisa, descrição de equipamentos, descrição e ou documentação de programas de computador, descrição de sistemas e experimentos, apresentação de testes, dados, atlas, e documentação de projetos de engenharia.

Relatórios de Pesquisa (RPQ)

Reportam resultados ou progressos de pesquisas tanto de natureza técnica quanto científica, cujo nível seja compatível com o de uma publicação em periódico nacional ou internacional.

Propostas e Relatórios de Projetos (PRP)

São propostas de projetos técnico-científicos e relatórios de acompanhamento de projetos, atividades e convênios.

Publicações Didáticas (PUD)

Incluem apostilas, notas de aula e manuais didáticos.

Publicações Seriadas

São os seriados técnico-científicos: boletins, periódicos, anuários e anais de eventos (simpósios e congressos). Contam destas publicações o Internacional Standard Serial Number (ISSN), que é um código único e definitivo para identificação de títulos de seriados.

Programas de Computador (PDC)

São a seqüência de instruções ou códigos, expressos em uma linguagem de programação compilada ou interpretada, a ser executada por um computador para alcançar um determinado objetivo. Aceitam-se tanto programas fonte quanto os executáveis.

Pré-publicações (PRE)

Todos os artigos publicados em periódicos, anais e como capítulos de livros.